Aufbau und Entwicklungszustand der Doppelsternsysteme δ Librae und μ Sagittarii

von
Benno Schiener
aus Kemnath

1986 M 410

Aufbau und Entwicklungszustand der Doppelsternsysteme δ Librae und μ Sagittarii

Den Naturwissenschaftlichen Fakultäten
der Friedrich-Alexander-Universität Erlangen-Nürnberg
zur
Erlangung des Doktorgrades

vorgelegt von
Benno Schiener
aus Kemnath

Als Dissertation genehmigt von den Naturwissenschaftlichen Fakultäten der Universität Erlangen-Nürnberg

Tag der mündlichen Prüfung: 11. Juli 1986

Vorsitzender der Promotionskomission: Professor Dr. K. Brodersen

Erstberichterstatter: Professor Dr. J. Rahe

Zweitberichterstatter: Professor Dr. B. Wolf

Inhaltsverzeichnis

	Seite
Zusammenfassung	5
1. Einleitung	9
2. Analyse des Bedeckungsveränderlichen δ Librae	14
2.1. Allgemeiner Überblick	14
2.2. Analyse optischer Beobachtungen	17
2.2.1. Photometrische Lösungen	17
2.2.1.1. Physikalische Grundlagen des Modells von Wilson und Devinney	17
2.2.1.2. Aufgabenstellung des Modells von Wilson und Devinney	18
2.2.1.3. Parameter und Funktionsweise des Modells von Wilson und Devinney	18
2.2.1.4. Lösungsmodi des Modells von Wilson und Devinney	20
2.2.1.5. Wahl der Eingangsparameter	21
2.2.1.6. Rechnung und Ergebnisse	24
2.2.2. Spektroskopische Ergebnisse	34
2.2.2.1. Beobachtungen	34
2.2.2.2. Radialgeschwindigkeitsmessungen	40
2.2.2.3. Linienidentifikationen im Wellenlängenintervall von 4800 Å bis 10400 Å	45
2.2.2.4. Untersuchung der Spektralklassifikation	47

Seite

2.2.3. Absolute Dimensionen 48
2.2.4. Bestimmung der Entfernung durch photometrische Parallaxe 51

2.3. Analyse der UV-Beobachtungen 53

2.3.1. Beobachtungsdaten 53
2.3.2. Linienidentifikation 54
2.3.3. Absolute Kalibration der IUE "high-resolution" Spektren 59
2.3.4. Vergleich der UV-Spektren mit Modellatmosphären von Kurucz 62
2.3.5. Bestimmung der Entfernung mit Hilfe von UV-Beobachtungen 64

2.4. Analyse der spektralen Intensitätsverteilung im Wellenlängenintervall von 1250 Å bis 5 µm 66

2.5. Diskussion des Entwicklungszustandes von δ Librae 69

2.5.1. Massen und Radien der beiden Komponenten 69
2.5.2. Der Entwicklungszustand der Primärkomponente 71
2.5.3. Ein möglicher Entwicklungsweg des Doppelsternsystems δ Librae 74

3. Analyse des Bedeckungsveränderlichen µ Sagittarii 77

3.1. Allgemeiner Überblick 77

3.2. Optische Beobachtungen 80

3.2.1. Photometrische Beobachtungen 80
3.2.2. Spektroskopische Beobachtungen 82

Seite

3.3. Analyse der UV-Beobachtungen 85

3.3.1. Beobachtungsdaten 85
3.3.2. Identifikation der UV-Linien 89
3.3.3. Absolute Kalibration der IUE "high-resolution" Spektren 92
3.3.4. Entrötung der UV-Spektren 94
3.3.5. Vergleich der UV-Spektren mit Modellatmosphären von Kurucz 97
3.3.6. Analyse des Sternwindes 99
3.3.6.1. Theoretische P Cygni-Linienprofile 99
3.3.6.2. Phasenabhängige Variation der P Cygni-Linienprofile von C IV und Si IV 101
3.3.6.3. Normierung der P Cygni-Linienprofile von C IV und Si VI 101
3.3.6.4. Phasenabhängige Variation der Äquivalentbreiten von C IV und Si IV 103
3.3.6.5. Phasenabhängige Variation der Emissionslinien von C IV und Si IV 107
3.3.6.6. Entdeckung von Materiewolken im Sternwind des B8 Überriesen 110
3.3.6.7. Radialgeschwindigkeitsmessungen der P Cygni-Linienprofile 114
3.3.6.8. Vergleich der P Cygni-Linienprofile mit Modellrechnungen von Castor und Lamers 117

3.4. Analyse der spektralen Intensitätsverteilung im Wellenlängenintervall zwischen 1250 Å und 9000 Å 124

	Seite
3.5. Diskussion des Entwicklungszustandes von μ Sagittarii	131
3.5.1. Absolute Dimensionen	131
3.5.2. Diskussion des Sternwindes	137
4. Anhang	139
4.1. Phasenabhängige Variation der P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii	140
4.2. Normierte P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii	152
4.3. Linienidentifikationen in den UV-Spektren von δ Librae im Wellenlängenintervall zwischen 1265 Å und 2035 Å (SWP) und zwischen 2345 Å und 2971 Å (LWR)	168
4.4. Linienidentifikationen in der UV-Spektren von μ Sagitarii im Wellenlängenintervall zwischen 1236 Å und 2092 Å (SWP) und zwischen 2348 Å und 3003 Å (LWR/LWP)	200
5. Literaturverzeichnis	242

Zusammenfassung

δ Librae

Durch die Analyse photoelektrischer Lichtkurven des Bedeckungsveränderlichen δ Librae (AO V; G2 III - IV) mit Hilfe des Wilson Devinney - Modells wurden, in guter Übereinstimmung mit den von Giuricin ermittelten Parametern, die absoluten Radien R, Massen M, Leuchtkräfte L, der Abstand A der beiden Komponenten mit den effektiven Temperaturen T_1 = 10160K und T_2 = 5460K und die Bahnneigung i bestimmt:

$$R_1 = 4.32\ R_\odot \qquad R_2 = 4.41\ R_\odot$$
$$M_1 = 4.7\ M_\odot \qquad M_2 = 1.6\ M_\odot$$
$$L_1 = 179\ L_\odot \qquad L_2 = 15.6\ L_\odot$$

$$A = 13.7\ R_\odot$$
$$i = 81.°6$$

Der Parameterausgleich lieferte eine konvergente Lösung, die über die resultierenden Werte des Oberflächenpotentials und des Massenverhältnisses M_2/M_1 = 0.34 die Konfiguration von δ Librae als ein halbgetrenntes System festlegt, in dem die Sekundärkomponente ihre Roche - Grenze ausfüllt.

Mit dem gefundenen Massenverhältnis, der Bahnneigung und den Radien konnten die spektroskopischen Beobachtungen gut durch theoretische Radialgeschwindigkeitskurven dargestellt werden, deren Verlauf wegen der Verformung der beiden Sternkomponenten durch Gezeitenstörung asymmetrisch sind.

Eine Überprüfung der Spektralklassifizierung mit Hilfe der Spektrallinien H_α und H_β bestätigte die Spektralklassifikation der Primärkomponente von δ Librae als A 0 Hauptreihenstern.

Die IUE - Satellitenbeobachtungen im Ultraviolettbereich des Spektrums von δ Librae zeigen eine Fülle von Absorptionslinien. Von folgenden Atomen und Ionen wurden Linienbeiträge im UV-Spektrum von δ Librae identifiziert:

C I, C II, C III, N I, O I, Mg II, Mg III, Al II, Al III, Si I, Si II, Si III, P II, P III, S I, Ti III, V II, V III, Cr II, Cr III, Mn II, Mn III, Fe I, Fe II, Fe III, Ni II, Ni III.

Für den Farbexzeß E_{B-V} ergab sich als obere Grenze:

$$E_{B-V} \leqq 0.1$$

Die spektrale Intensitätsverteilung der UV-Spektren von δ Librae ließ sich durch Modellatmosphären von Kurucz (1979) gut darstellen. Durch den Vergleich mit Modellatmosphären von Kurucz berechnete sich die Entfernung d von δ Librae zu:

$$d = 139 \text{ pc} \pm 18 \text{ pc}$$

Die Entfernungsbestimmung von δ Librae mit Hilfe des Entfernungsmoduls lieferte ein mögliches Entfernungsintervall von:

$$148 \text{ pc} < d < 171 \text{ pc}$$

Der Entwicklungszustand und ein möglicher Entwicklungsweg des Bedeckungsveränderlichen δ Librae wurden diskutiert.

μ Sagittarii

Aus der Analyse der spektroskopischen (Lowen, 1950) und optischen Beobachtungen (Morgan und Elvey, 1938) konnten folgende Systemparameter für μ Sagittarii abgeleitet werden:

$$
\begin{array}{rcccl}
417\ R_\odot & \leqq & A & \leqq & 451\ R_\odot \\
80° & \leqq & i & \leqq & 90° \\
18\ M_\odot & \leqq & M_1 & \leqq & 21\ M_\odot \\
13\ M_\odot & \leqq & M_2 & \leqq & 16\ M_\odot \\
56\ R_\odot & \leqq & R_1 & \leqq & 83\ R_\odot \\
5\ R_\odot & \leqq & R_2 & \leqq & 15\ R_\odot \\
 & & T_1 & = & 11500\ K \\
20000\ K & \leqq & T_2 & \leqq & 25000\ K \\
5*10^4 L_\odot & \leqq & L_1 & \leqq & 11*10^4 L_\odot \\
3*10^3 L_\odot & \leqq & L_2 & \leqq & 8*10^4 L_\odot \\
 & & Sp_1 & = & \text{B 8 I ap} \\
 & & Sp_2 & = & \text{B 0.5-2 V-III}
\end{array}
$$

Der Vergleich der absoluten Dimensionen mit der Größe des Roche-Volumens zeigt, daß μ Sagittarri ein getrenntes System ist.

In den IUE - Satellitenbeobachtungen im Ultraviolettbereich des Spektrums von μ Sagittarii wurden Linienbeiträge von folgenden Atomen und Ionen identifiziert:

C I, C II, C III, C IV, N I, N II, O I, Mg II, Mg III, Al II, Al III, Si I, Si II, Si III, Si IV, P II, P III, S I, S II, Ti III, V II, V III Cr II, Cr III, Mn III Fe I, Fe II, Fe III, Ni II, Ni III

Neben den Resonanzlinien von C II (1), Si II (1), Si II (2), Al II (2), Al III (1), Fe II (1) und Mg II (1), die als Absorptionslinien im UV-Spektrum auftraten, wurden P Cygni-Linienprofile der Resonanzlinien C IV (1) und Si IV (1) identifiziert.

Aus dem interstellaren Absorptionsband bei 2200 Å wurde der Farbexzeß $E_{(B-V)}$ bestimmt.

$$0.35 < E_{(B-V)} < 0.45$$

Der Vergleich der spektralen Intensitätsverteilung von μ Sagittarii im Wellenlängenintervall zwischen 1300 Å und 1μm mit Modellatmosphären von Kurucz liefert die beste Übereinstimmung für:

$$T_1 = 11000\ K \qquad T_2 = 22500\ K$$
$$\log g_1 = 2.0 \qquad \log g_2 = 4.0$$
$$R_1 = 83\ R_\odot \qquad R_2 = 15\ R_\odot$$

Die mögliche Existenz einer strahlenden Fläche mit T = 80 000 K und R = 3 $R_\odot$ wird diskutiert.

Die Analyse der Äquivalentbreiten der P Cygni-Linienprofile Si IV und C IV lieferte Aussagen über den Massenfluß zwischen den Komponenten und um die heiße Komponente. Die Berechnung der mittleren Teilchendichte des Sternwindes zeigt, daß der Abstand Primärkomponente-Sekundärkomponente wesentlich kleiner als die Ausdehnung der Hülle ist.

Der Entwicklungszustand und ein Modell des Sternwindes wurden diskutiert.

1. Einleitung:

Die Theorie der Sternentwicklung ist ein astrophysikalisches Teilgebiet, das in den letzten Jahren durch den Einsatz von Großrechnern ständig neue Ergebnisse und Modelle hervorgebracht hat. Die frühe Entwicklung der Theorie der Sternentwicklung wird von Schwarzschild (1958) in einer ausführlichen Monographie beschrieben. Die Kenntnisse über die verschiedenen Möglichkeiten der Energieumwandlung im Stern und über den Sternaufbau in den Gleichgewichtszuständen ermöglichen es, die Veränderungen im physikalischen Zustand der Fixsterne und damit ihren ganzen Lebensweg zu erforschen. Die Theorie der Sternentwicklung ist jedoch ein stetig fortschreitender Prozeß. Die Genauigkeit der theoretischen Vorhersagen muß während der verschiedenen Phasen der Entwicklung mit den beobachteten tatsächlichen Eigenschaften von Sternen ständig überprüft werden. Dazu benötigt man sehr genaue Informationen über möglichst viele Sterne. Von Einzelsternen können einige Zustandsgrößen wie etwa Temperatur, chemische Zusammensetzung, Atmosphärenbeschaffenheiten und Rotation mit Hilfe geeigneter Beobachtungsmethoden abgeleitet werden, jedoch bleiben wesentliche physikalische Eigenschaften wie Masse und absolute Dimensionen unbekannt. Mit Ausnahme der Sonne bieten Doppelsterne die einzige Möglichkeit, Kenntnis über Massen, Dichten und absolute Dimensionen von Sternen zu erlangen. Nach Schätzungen von Abt und Levy (1978) sind über 50 % aller frühen Sterne vom Spektraltyp B entweder Doppelsterne oder Mehrfachsysteme. Der Anteil an Doppelsternen oder Mehrfachsystemen steigt bei F- und G-Typen nach Abt und Levy sogar bis auf 90 %. Die Untersuchung von Doppelsternen ist daher ein äußerst wichtiges Mittel zur Prüfung und Ergänzung der Theorie der Sternentwicklung. Beide Komponenten eines Doppelsternsystems sind mit hoher Wahrscheinlichkeit zur selben Zeit aus der gleichen Art von Materie entstanden und sind gleich weit von uns entfernt. Neben der fundamentalen Zustandsgröße der Masse liefern die Beobachtungen auch absolute Radien und Leuchtkräfte.

Bei einem Einzelstern und langsamer Rotation fallen die Flächen gleicher Dichte mit sphärischen Äquipotentialflächen zusammen. Die Formen der Äquipotentialflächen von Doppelsternen hängen dagegen von der Gravitationswechselwirkung und der Umlaufbewegung ab. Die Theorie des inneren Aufbaus der Sterne zeigt, daß der größte Teil der Sternmasse auf einen kleinen Kern konzentriert ist. Deshalb kann die Annahme zweier Punktmassen als gute Näherung gewertet werden; sie liegt dem Roche - Modell zugrunde. Die Berücksichtigung von Zentrifugalbeschleunigung und Gravitationsbeschleunigung durch beide Komponenten eines Doppelsternsystems führt zu Äquipotentialflächen, wie sie in den Abbildungen 6 und 46 dargestellt sind. Für große Potentialwerte bestehen die Meridianschnitte aus getrennten Ovalen, innerhalb dieser die Masse eindeutig einer Komponente zugeordnet werden kann. Bei kleineren Werten erhält man Kurven, die die Massen beider Komponenten umschließen. Massenelemente innerhalb dieser Kurven können nicht mehr eindeutig einem der beiden Sterne zugesprochen werden. Den Übergang bildet die sogenannte Roche-Grenze, die im Meridianschnitt die Form einer liegenden Acht besitzt. Schnittpunkt ist der innere Librationspunkt, in dem sich alle Kräfte gegenseitig aufheben. In Abbildung 6 und 46 markieren die durchgezogenen Linien Oberflächenäquipotentiale der Doppelsterne δ Librae und μ Sagittarii.

Mit Hilfe des Roche-Modells können die Doppelsterne in drei Konfigurationsklassen eingeteilt werden: getrenntes-, halbgetrenntes- und Kontaktsystem. Bei δ Librae handelt es sich hierbei um ein halbgetrenntes System, in dem die Sekundärkomponente ihr kritisches Roche-Volumen ausfüllt; μ Sagittarii stellt ein getrenntes System dar, in dem die Oberflächen beider Komponenten innerhalb der kritischen Roche-Grenzen liegen.

Neben der Analyse optischer Beobachtungen, mit deren Hilfe man absolute Dimensionen und Bahnelemente ableiten kann, wie es im Abschnitt 2.2. für δ Librae durchgeführt wird, spielt die Analyse

von UV-Beobachtungen für die Sternentwicklung eine entscheidende Rolle. Seit August 1972 ermöglichte das Spektrometer an Bord des Copernicus-Satelliten genaue Untersuchungen von Linienprofilen im fernen UV-Bereich (950 Å bis 1560 Å) mit einer Auflösung von 0.05 oder 0.20 Å. Am 28.1.1978 erfolgte der Start des International-Ultraviolet-Explorer (IUE). An Bord des Satelliten befinden sich Echelle-Reflexions-Spektrographen für "high-resolution"-Spektren mit einer Auflösung zwischen 0.1 und 0.2 Å (Boggess et al., 1978) und für "low-resolution"-Spektren mit einer Auflösung von 6 bis 7 Å. Um den Spektralbereich von 1150 Å bis 3200 Å zu überdecken, werden zwei Spektrographen verwendet. Der kurzwellige Bereich (SWP/R = "short wavelength prime/redundant") reicht von 1150 Å bis 2000 Å, der langwellige Bereich (LWP/R="long wavelength prime/redundant") reicht von 1950 Å bis 3200 Å. Beispiele für umfassende und hochaufgelöste Beobachtungen im UV-Spektralbereich sind die Messungen an τ Sco (BOV) durch Rogerson und Upson (1977), an 29 CMa (O 7 Ia:fp) durch McCluskey, Kondo und Morton (1975) und McCluskey und Kondo (1976), an ξ Oph (O 9.5 V) und an ξ Pup (O 4 I :f) durch Morton (1976) und Morton und Underhill (1977), an τ Her (B 5 IV) und ζ Dra (B 6 III) durch Underhill und Adelmann (1977), an ζ Sco (B 1 Ia) durch Appenzeller und Wolf (1979), an U Cephei (B 7 V) durch Kondo und Stencel (1979), an 29 CMa (O 7 Ia:fp) durch Drechsel et al. (1981) und an ζ Aur (B 6.5 V; frühe Komponente) durch Hack (1981).

In vielen UV-Spektren beobachtet man Resonanzlinien hochionisierter Elemente wie Al III (1), C IV (1), Si IV (1), N V (1), die vermutlich nicht in der Sternatmosphäre entstehen, sondern ihren Ursprung in einer zirkumstellaren Hülle haben, die eine oder auch beide Sternkomponenten umgibt. In Kapitel 2.3.2. und 3.3.2. wurden von δ Librae und μ Sagittarii Linienidentifikationen für UV-Spektren durchgeführt, die im Anhang 3 für δ Librae und Anhang 4 für μ Sagittarii aufgeführt sind. In beiden Systemen konnten hochionisierte Elemente beobachtet werden.

Mit Hilfe der Ionenlinien läßt sich der stetige Massenverlust leuchtkräftiger heißer Sterne (Spektraltyp O - B) beweisen. Die Untersuchung von UV-Spektrallinien und deren Linienprofile bietet die Möglichkeit, die physikalischen Parameter der äußeren Atmosphären von Einzelsternen und die zirkumstellare Hülle von Doppelsternen zu untersuchen. Durch kontinuierliche und genaue Beobachtung von Doppelsternen ist eine detailierte Analyse der Struktur des Sternwindes möglich. Gute Beispiele hierfür sind die Analyse des Sternwindes in ζ Aurigae Systemen zum Beispiel von ζ Aurigae (Chapman, 1981; Che et al., 1983), 32 Cygni und 31 Cygni (Che et al. 1983), von U Cephei (Kondo und Stencel, 1979; Hack, 1978) und dem Begleiter von Mira (O Ceti) (Reimers und Cassatella, 1985).

Einen wichtigen Beobachtungshinweis für den stetigen Massenverlust in Form von Sternwind liefern die sogenannten "P Cygni-Linienprofile" vor allem im Ultraviolettbereich des Sternspektrums. Man versteht darunter ein kombiniertes Absorptions-Emissions-Profil (Abbildung 29), das durch die Expansion einer zirkumstellaren Materiehülle entsteht, die sich in Folge kontinuierlichen Massenverlusts des Sterns ausbildet. Die im Sichtbereich vor der Sternscheibe liegenden Teile der Hülle erzeugen wegen ihrer Bewegung auf den Beobachter zu eine gegenüber der Ruhewellenlänge kurzwellig verschobene Absorption im Kontinuum der Sternstrahlung, während die Emission der gesamten Hülle ein symmetrisches Emissionsprofil um die Ruhewellenlänge ergibt, das wegen der Expansion Doppler-verbreitert ist.

P Cygni-Profile wurden zuerst von Struve und Swings (1940), Swings (1942) und Beals (1951) in den visuellen Spektren einiger leuchtkräftiger O- und B-Sterne beobachtet. Mit ihrer Hilfe konnte die Existenz von Gasströmungen in den Sternatmosphären mit Radialgeschwindigkeiten bis zu 400 km/s nachgewiesen werden. Morton (1967a), Carruthers (1968), Stecher (1970) und Smith (1970)

leiteten aus Raketenbeobachtungen Dopplerverschiebungen in P Cygni-Profilen mit Radialgeschwindigkeiten von 1000 bis 3000 km/s ab. Da diese gemessenen Expansionsgeschwindigkeiten der emittierenden Hüllenmaterie weit über den Entweichgeschwindigkeiten der untersuchten Sterne liegen, muß man einen ständigen Massenverlust dieser Objekte annehmen.

P Cygni-Profillinien konnten in den UV-Spektren von μ Sagittarii durch Dorren, Guinan und Sion (1980) entdeckt werden. Sie leiteten aus ihren Spektren eine maximale Massenverlustrate von $\dot{M} = 1.0 * 10^{-5} M_{\odot}/\text{ yr}$ ab. In Kapitel 3.3.6 wurden alle bis 1984 beobachteten P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii zusammengestellt und analysiert.

Zur Untersuchung der gesamten Energieverteilung im Spektrum eines Sterns entwickelte Kurucz (1979) Modelle der Energieverteilung im Spektrum für O bis G-Sterne unter der Annahme des thermodynamischen Gleichgewichts. Er berücksichtigt Opazitätenbeiträge von etwa einer Million atomarer Linien. Als variable Parameter gehen die Temperatur, die Oberflächenbeschleunigung und die Elementhäufigkeit in seine Rechnungen ein. In Kapitel 2.4 wird die spektrale Intensitätsverteilung von δ Librae im Wellenlängenintervall zwischen 1250 Å und 5μm mit Modellatmosphären von Kurucz analysiert und die Entfernung von δ Librae abgeleitet. In Kapitel 3.4. werden verschiedene Modelle für μ Sagittarii entwickelt und die spektrale Intensitätsverteilung mit Modellatmosphären von Kurucz verglichen.

Die Kapitel 2.5. und 3.5. befassen sich mit dem Entwicklungszustand der Systeme δ Librae und μ Sagittarii.

2. Analyse des Bedeckungsveränderlichen δ Librae

2.1. Allgemeiner Überblick

δ Librae (HD = 132742) ist ein bedeckungsveränderliches System mit einer Periode von 2.32 Tagen. 1865 entdeckte Schmidt, daß seine scheinbare visuelle Helligkeit nicht konstant ist. Sie beträgt $4.^{m}91$ bei Phase 0.25. In Tabelle 1 sind die Rektaszension α, die Deklination δ für das Jahr 1950, die galaktische Breite b und die galaktische Länge l aufgeführt. Tabelle 2 enthält die verschiedenen Bezeichnungen für δ Librae, die in Katalogen zu finden sind.

Tabelle 1: Koordinaten für δ Librae

α	(1950.0) =	$14^{h}\ 58^{m}\ 17.^{s}81$
δ	(1950.0) =	-08° 19' 18.''19
	b =	348°.47
	l =	42°.52

Tabelle 2: Bezeichnungen für δ Librae

BD -07° 3 938A
CSI -07° 39838 1
HD 132742
SAO 140270
V DEl LIB
DEL LIB
19 LIB

Erste photoelektrische Beobachtungen wurden von Stebbins (1934) durchgeführt und von Eggen und Kopal (Kopal und Shapley, 1956) überarbeitet. Photoelektrische Untersuchungen des Doppelsternsystems δ Librae in den Johnson Standardfiltern U, B und V wurden von Koch (1962) durchgeführt. Koch analysierte seine Daten mit dem Russell-Merrill-Modell und bemerkte, daß die Größe der beiden Komponenten eine eindeutige Entscheidung über die Art des Hauptminimums nicht zuließ. In den Katalogen von Kopal und Shapley (1956) und von Koch (1970) wird der Okkultation der Vorzug gegeben. Giuricin (1979) analysierte die Beobachtungen von Koch mit dem Woodschen WINK Computer Modell. Seine Ergebnisse stimmten gut mit den Ergebnissen von Koch überein, jedoch konvergierte das Computermodell eindeutig für die Bedeckung der Primärkomponente durch die Sekundärkomponente im Hauptminimum.

Die Radialgeschwindigkeitskurve wurde zuerst von Schlesinger (1910) vermessen. Er berechnete eine heliozentrische Radialgeschwindigkeit des Massenschwerpunktes von - 43.4 km/sec, während McLaughlin (1934) eine heliozentrische Radialgeschwindigkeit des Massenschwerpunkts von -31.4 km/sec fand. Der Unterschied in der γ-Geschwindigkeit wurde als Indiz für eine dritte Komponente gewertet. Erneute Untersuchungen durch Sahade und Hernandez (1963) sowie Tomkin (1978), die in ihren Arbeiten übereinstimmende Ergebnisse erzielten, widerlegten die Möglichkeit einer dritten Komponente. Tomkin (1978) gelang es erstmals, durch Vermessung des Ca II Infrarot - Tripplets mit Hilfe eines Reticon-Detektors die Radialgeschwindigkeit der Sekundärkomponente zu vermessen. Sie zeigt gute Übereinstimmung mit der im Kapitel 2.2.2., unter Zuhilfenahme eines Modells von Wilson und Sofia (1976), berechneten Radialgeschwindigkeitskurve.

Aus spektroskopischen Untersuchungen bestimmten Roman (1956), Sahade und Hernandez (1963) sowie Tomkin (1978) den Spektraltyp

der Primärkomponente zu A0 V, während Koch (1962) ihn mit nicht später als B 9.5 V angab. Photometrische (Koch,1962) und spektroskopische Untersuchungen (Tomkin, 1978; Needham et al., 1980) favorisieren den Spektraltyp der Sekundärkomponente als frühen G 2 III-IV Stern.

McCluskey und Kondo (1984) entdeckten im Doppelsternsystem von δ Librae mit dem Einstein (HEAO-B)-Satelliten Röntgenemission. Sie bestimmten die Leuchtkraft von δ Librae im Röntgenbereich zu $L_1 = 2.48 * 10^{30}$ erg s^{-1}.

2.2. Analyse optischer Beobachtungen

2.2.1. Photometrische Lösungen

2.2.1.1. Physikalische Grundlagen des Modells von Wilson und Devinney

Photoelektrische Messungen des Bedeckungsveränderlichen δ Librae wurden mit dem Modell von Wilson und Devinney (1971, neuere Version beschrieben bei Drechsel, 1978) verglichen. Dieses Modell berechnet monochromatische Lichtkurven enger Doppelsternsysteme unter Berücksichtigung von Rotations- und Gezeiteneffekten, Reflexionseffekten, sowie der Gravitations- und Randverdunklung.

Die physikalische Grundlage für das Modell von Wilson und Devinney bildet das klassiche Roche-Modell für enge Doppelsterne (Plavec und Kratochvíl, 1964). Die dreidimensionale Form der beiden Komponenten wird berechnet, und die Äquipotentialflächen werden unter der Annahme vollständiger Kondensation der Materie in zwei Punktmassen in den Sternzentren bestimmt. Gegenüber dem Modell von Russell und Merrill (Russell und Merrill, 1952) verwendeten Wilson und Devinney die tatsächliche Form der beiden Sterne, die in engen Systemen wegen der wechselseitigen Störung der Komponenten von ellipsoidaler oder sphärischer Symmetrie stark abweicht. Das verwendete Verfahren ist dem Russell Modell außerdem in der besseren Behandlung des Reflexions- und Gravitationsverdunklungseffekts überlegen. Im Gegensatz zum Modell von Wood (Cester, 1977) können im Modell von Wilson und Devinney mit photometrischen und spektroskopischen Elementen Lichtkurven berechnet werden, wobei monochromatische Lichtkurven in verschiedenen Farben sowohl unabhängig als auch abhängig behandelt werden.

2.2.1.2. Aufgabenstellung des Modells von Wilson und Devinney

Das Modell von Wilson und Devinney kann zwei verschiedene Aufgabenstellungen lösen:

a.) Berechnung der Lichtkurve eines Bedeckungsveränderlichen bei gegebenen Zustandsgrößen und Bahnelementen. Bestimmung der Radien der Sterne des engen Doppelsternsystems.

b.) Berechnung der Zustandsgrößen und Bahnelemente bei gegebenen Helligkeitswerten für verschiedene Bahnphasen. Bei dieser Aufgabenstellung werden aus bekannten Anfangsbahnelementen mit Hilfe der Methode der differentiellen Korrekturen iterativ verbesserte Bahnelemente abgeleitet. (Wyse, 1939;Irwin, 1947).

2.2.1.3. Parameter und Funktionsweise des Modells

Ein Doppelsternsystem wird im Modell von Wilson und Devinney durch folgende Parameter beschrieben:

	i	Bahnneigung
G_1	G_2	Gravitationsverdunklung
T_1	T_2	Temperatur
A_1	A_2	bolometrische Albedo
Ω_1	Ω_2	Oberflächenpotential
$q=M_2/M_1$		Massenverhältnis
x_1	x_2	Randverdunklung
L_1	L_2	monochromatische Leuchtkraft
	L_3	Leuchtkraft einer möglichen dritten Komponente

Maximal können bei monochromatischen Lichtkurven diese 15 Parameter angepaßt werden. Bei simultaner Behandlung von drei Lichtkurven erhöht sich die Zahl der Parameter auf 23. Meist ist

der Spektraltyp der Primärkomponente bekannt und damit die Temperatur festgelegt. Die Randverdunklungskoeffizienten entnimmt man Modellatmosphärenrechnungen. Weiterhin kann die Albedo A für radiative Atmosphären gleich 1, für konvektive Hüllen gleich 0.5 gesetzt werden. Die Gravitationsverdunklungsexponenten haben die Werte 1.0 oder 0.32 je nachdem, ob der Energietransport in den äußeren Atmosphärenschichten radiativ oder konvektiv ist. Da nur das Leuchtkraftverhältnis signifikant ist, wird die Lichtkurve auf $L_1 + L_2 = 1$ normiert.

Die Oberflächen der Sterne werden in diskrete Flächenelemente unterteilt, wobei die Größe der Flächenelemente die Rechenzeit wesentlich beeinflußt. Die Gesamthelligkeit des Systems wird durch Summation der Beiträge aller Flächenelemente zum Strahlungsstrom in Richtung des Beobachters gebildet. Die Flächenelemente, die bei einer bestimmten Bahnphase für den Beobachter hinter den Sternhorizonten und in bedeckten Bereichen liegen, werden nicht mitgezählt. Bei jedem Flächenelement wird der Winkel zum Sehstrahl, die Gravitations- und Randverdunklung sowie die Reflexion des Lichts, das von der anderen Komponente auf dieses Gitterelement eingestrahlt wird, berücksichtigt.

Die Bedingungsgleichung für eine lineare Anpassung nach der Methode der kleinsten Quadrate ist gegeben durch das totale Differential:

$$\Delta L_{(O-C)} = \frac{\partial L}{\partial i}\Delta i + \frac{\partial L}{\partial x_1}\Delta x_1 + \frac{\partial L}{\partial x_2}\Delta x_2 + \cdots$$

Die partiellen Ableitungen: $\frac{\partial L}{\partial i}$; $\frac{\partial L}{\partial x_1}$; $\frac{\partial L}{\partial x_2}$; ....

werden durch Differenzenquotienten der Form:

$$\frac{\partial L}{\partial i} = \frac{L(i+\Delta i) - L(i)}{\Delta i}$$

approximiert.

Das Programm berechnet die Korrektur der Startparameter, die zu einer besseren Anpassung der berechneten Lichtkurve an die beobachtete Lichtkurve führt. Durch Korrektur der Startwerte nähert man sich iterativ den tatsächlichen Elementen. Die Iteration wird beendet, wenn die wahrscheinlichen Fehler der Korrektur größer sind als deren Werte. Wenn die Anfangswerte sinnvoll gewählt sind, führt die Iteration des Verfahrens zur Konvergenz in einem globalen Minimum des vieldimensionalen Parameterraums. Um zu gewährleisten, daß man das globale Minimum und damit die beste Lösung erreicht hat, sollten zur Erlangung guter Anfangswerte jede zusätzliche Information wie z.B. spektroskopische Ergebnisse oder theoretisch gesicherte Voraussagen verwendet werden.

2.2.1.4. Lösungsmodi des Modells von Wilson und Devinney

Leung und Wilson (1977) beschrieben die sieben verschiedenen Lösungsmodi des Wilson - Devinney - Lichtkurvenprogramms, die jeweils spezielle Einschränkungen bei der Wahl der auszugleichenden Parameter erfordern. Im folgenden werden die bei der Analyse der Messungen an δ Librae verwendeten Modi erklärt.

Modus 0: Dieser Modus wird bei der Behandlung getrennter und halbgetrennter Doppelsternsysteme verwendet, in denen die Helligkeiten und Temperaturen der Komponenten unabhängig voneinander sind. Beim gleichzeitigen Anpassen von mehreren Lichtkurven in verschiedenen Farben, zum Beispiel im U-, B- und V-Bereich, ist dieser Modus gut geeignet.

Modus 2: Modus 2 wird bei getrennten und halbgetrennten Doppelsternsystemen benutzt, bei denen L_2 aus T_2 über die Planckfunktion berechnet wird. Deshalb kann T_2, nicht aber L_2 ausgeglichen werden. Die aus den Lösungen resultierenden Werte T_1 und T_2 sind zwangsläufig konsistent mit dem Verhältnis der Tiefen der Minima.

2.2.1.5. Wahl der Eingangsparameter

Die Elemente des Bedeckungssystems δ Librae wurden durch die Analyse photoelektrischer Messungen (siehe Abbildung 1) in den Johnson Standardfiltern U, B und V von Koch (1962) abgeleitet.

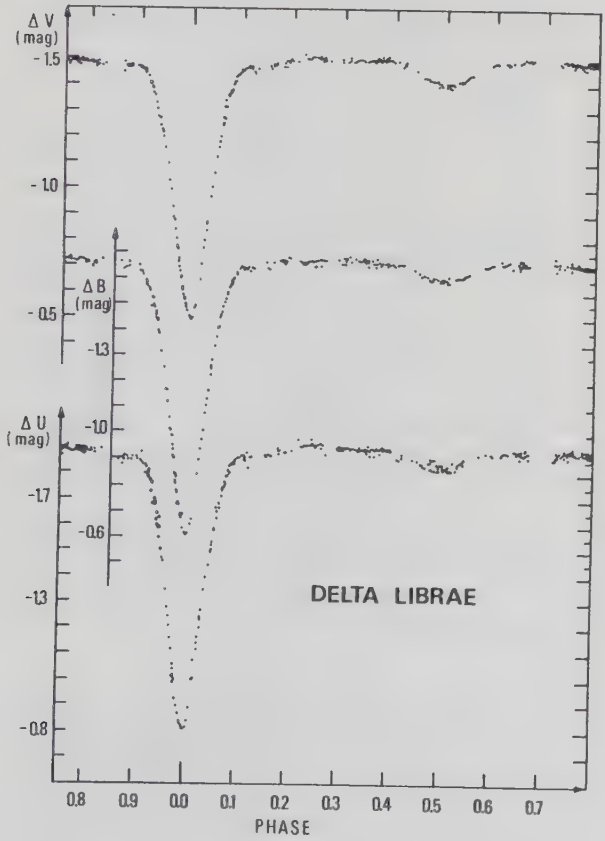


Abbildung 1: Lichtkurven von Koch (1962) in den Johnson-Standardfiltern U, B und V.

Die Bahnperiode wurde in äquidistante Phasenwerte unterteilt. Die entsprechenden Lichtwerte im Intensitätsmaß wurden durch Mittelwertbildung aus Einzelbeobachtungen mit gleicher Wichtung gebildet und auf die Maximalhelligkeit normiert. Zusätzlich zur besseren Darstellung der Minima wurden in den Intervallen Φ = 0.9 bis 0.1 und Φ= 0.4 bis 0.6 weitere Lichtwerte ausgewählt, die auf einer glatten Kurve durch die Einzelmessungen lagen und ebenfalls mit gleicher Wichtung auf die Maximalhelligkeit normiert.

Aufgrund der Spektralklassifikation A0 V von Tomkin (1978) für die Primärkomponente und G für die Sekundärkomponente wurden die bolometrischen Albedos A_1= 1.0 (vollständige Reflexion), A_2= 0.50 und die Gravitationsverdunklungsexponenten g_1= 1.00 (radiativ), g_2 = 0.32 (konvektiv) festgelegt. Für die linearen Randverdunkelungskoeffizienten wurden bei den isophoten Wellenlängen der Johnson U-, B- und V- Filter (λ = 3650 Å, λ = 4400 Å bzw. λ = 5500 Å) die Werte x_1 = 0.500 bzw. 0.550 bzw. 0.460 und x_2 = 0.750 bzw. 0.850 bzw. 0.750 benutzt, die aus dem Atmosphärenmodell von Carbon und Gingerich (1969) übernommen wurden. Die Werte für Ω_1 , Ω_2 wurden nach dem Roche-Modell von Plavec und Kratochvîl (1964) berechnet, wobei nach Sahade und Hernandez (1963) vorausgesetzt wird, daß die Sekundärkomponente ihr Rochevolumen ausfüllt. Die restlichen notwendigen Parameter wurden den Berechnungen von Giuricin (1979) mit dem Woodschen WINK - Computermodell entnommen. Die Startelemente sind in Tabelle 3 zusammengefaßt.

Als Startwerte für die simultane Berechnung der drei Lichtkurven im Modus 0 wurden die Mittelwerte der Lösungen der im Modus 2 berechneten Lichtkurven benutzt. Diese sind in Tabelle 4 dargestellt.

Tabelle 3 : Startelemente für das Wilson-Devinney-Programm im Modus 2

Parameter	U	B	V
i	81.°7	81.°6	80.°9
G_1	1.0	1.0	1.0
G_2	0.32	0.32	0.32
T_1	10420 K	10680 K	10330 K
T_2	5500 K	5440 K	5440 K
A_1	1.0	1.0	1.0
A_2	0.50	0.50	0.50
Ω_1	4.000	4.000	4.000
Ω_2	2.553	2.553	2.553
q	0.35	0.35	0.35
x_1	0.500	0.550	0.460
x_2	0.750	0.850	0.750
L_1	11.799	11.900	11.762
L_2	0.766	0.666	0.804

Tabelle 4: Startwerte für das Wilson - Devinney-Programm im Modus 0

i	= 81.°22	A_1	= 1.0	A_2	= 0.50
q	= 0.3308	G_1	= 1.0	G_2	= 0.35
T_1	= 10162 K	T_2	= 5350 K		
Ω_1	= 3.785	Ω_2	= 2.5382		
$x_1(U)$	= 0.500	$x_1(B)$	= 0.540	$x_1(V)$	= 0.512
$x_2(U)$	= 0.920	$x_2(B)$	= 0.730	$x_2(V)$	= 0.610
$L_1(U)$	= 11.651	$L_1(B)$	= 11.600	$L_1(V)$	= 11.237
$L_2(U)$	= 0.441	$L_2(B)$	= 0.556	$L_2(V)$	= 0.880

2.2.1.6. Rechnung und Ergebnisse

Für die Berechnungen, die an der Cyber-Rechenanlage des Regionalen Rechenzentrums Erlangen durchgeführt wurden, wurde in Anlehnung an die Bezeichnungen bei Giuricin (1979) die im Hauptminimum bei $\Phi = 0.0$ bedeckte Komponente als (1) bezeichnet (Abbildung 6). Das Massenverhältnis q ist als das Verhältnis M_2/M_1 definiert.

Als erstes wurden die UBV-Lichtkurven im Modus 2 einzeln berechnet. Es wurden dabei im ersten Satz jeweils die Parameter i, L_1 und Ω_1 freigegeben. Diese Parameter wurden solange variiert, bis Konvergenz erreicht war (d.h. die Korrektur war kleiner als der wahrscheinliche Fehler). Anschließend wurden T_2 ,Ω_2 und L_1 variiert. Den dritten Satz der variablen Parameter bildeten T_1 und Ω_2. Zur Untersuchung, ob die Sekundärkomponente tatsächlich ihr Roche-Volumen ausfüllt, wurden für Ω_1 und Ω_2 zwei willkürliche Startparameter eingegeben. Beide Parameter konvergierten nach vier Läufen gegen den in Tabelle 5 angegebenen Wert; damit wurde in der Rechnung bestätigt, daß δ Librae ein halbgetrenntes System (sd, semi-detached) darstellt, in dem die Sekundärkomponente ihr inneres Roche-Volumen ausfüllt.

In den Katalogen von Kopal und Shapley (1956) ebenso wie bei Koch (1970) wird die im Hauptminimum bedeckte Komponente als (2) und die im Nebenminimum bedeckte Komponente als (1) bezeichnet. Tomkin (1978) veröffentlichte ein Massenverhältnis von $q = 2.9 \pm 0.1$, während Giuricin (1979) mit dem Woodschen WINK-Computermodell ein Massenverhältnis von $q = 0.35$. Aus diesem Grund wurde für $q=M_2/M_1$ ein fiktiver Startwert von q=1.0 angenommen und freigegeben. Bereits nach dreimaligem Verbessern des Startwertes konvergierte der Parameter gegen den Wert $q = 0.331$. Die letzten Berechnungen dienten zur Bestimmung der Randverdunklungskoeffizienten x_1 und x_2.

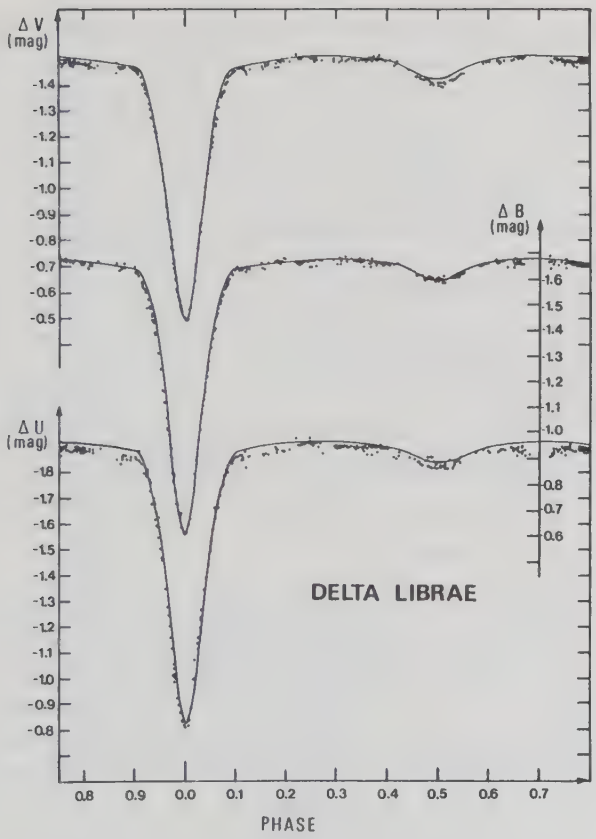


Abbildung 2: Berechnete Lichtkurven im Modus 2 und beobachtete Lichtkurven von Koch (1962) in den Johnson Standardfiltern U, B, V.

In Abbildung 2 sind die drei Lichtkurven von Koch (1962) in den Johnson-Standardfiltern U, B und V aufgetragen. Zusammen mit den Lichtkurven, die mit dem Wilson-Devinney-Programm im Modus 2 be-

rechnet wurden. Man erkennt, daß die berechnete Lichtkurve im B-Filter sehr gut mit der beobachteten Lichtkurve von Koch (1962) übereinstimmt. Die berechnete Lichtkurve im V-Filter zeigt ebenfalls gute Übereinstimmung mit der beobachteten Lichtkurve im Hauptminimum, während das Nebenminimum sowie die Flanken im Intervall Φ = 0.1 bis 0.3 und Φ = 0.7 bis 0.9 höher liegen als bei der beobachteten Lichtkurve. Im U-Filter ist die Abweichung der Flanken in den Intervallen Φ = 0.1 bis 0.2 und Φ = 0.7 bis 0.9 noch größer als im V-Filter. Das Hauptminimum kann im U-Filter durch die gerechnete Kurve nicht mehr so gut wie im V- und B-Filter an die beobachteten Messungen angepaßt werden, dagegen ergibt sich eine Verbesserung der Darstellung des Nebenminimums im Vergleich zu der berechneten Kurve im V-Filter. Die Ergebnisse findet man in Tabelle 5 unter der Spalte "Modus 2". Im Vergleich dazu sind in Spalte 4 die Ergebnisse von Giuricin (1979) angegeben.

Für die Berechnung der Lichtkurven im Modus 0 wurden als Startelemente die Mittelwerte der Ergebnisse der Berechnungen aus Modus 2 gewählt. Im ersten Satz wurden die Parameter i, Ω_1 und L_1 als freie Parameter variiert. Im zweiten Satz wurden die Parameter T_2, Ω_1 und L_1 freigegeben. Da sich die Temperatur T_2 divergent zeigte, wurde T_2 für die weiteren Berechnungen festgehalten. Der dritte Satz beinhaltete als freie Parameter i, T_1 und Ω_1. Die Temperatur T_1 konvergierte gegen einen Wert, der erheblich von der Spektralklassifikation abwich; deshalb wurde bei den restlichen Rechnungen T_1 als konstant gesetzt. Im vierten Satz wurden die Parameter i, Ω_1 und L_2 freigegeben. Die weiteren Rechnungen dienten zur Festlegung des Massenverhältnisses q und der Randverdunklungskoeffizienten x_1 und x_2 sowie der Suche nach einer dritten Komponente L_3, für die sich allerdings kein Hinweis finden ließ. Für das Massenverhältnis q ergab sich ein Wert, der deutlich kleiner als eins war, was die Ergebnisse im Modus 2 bestätigt.In Abbildung 3 ist das Konvergenzverhalten der bearbeiteten Parameter

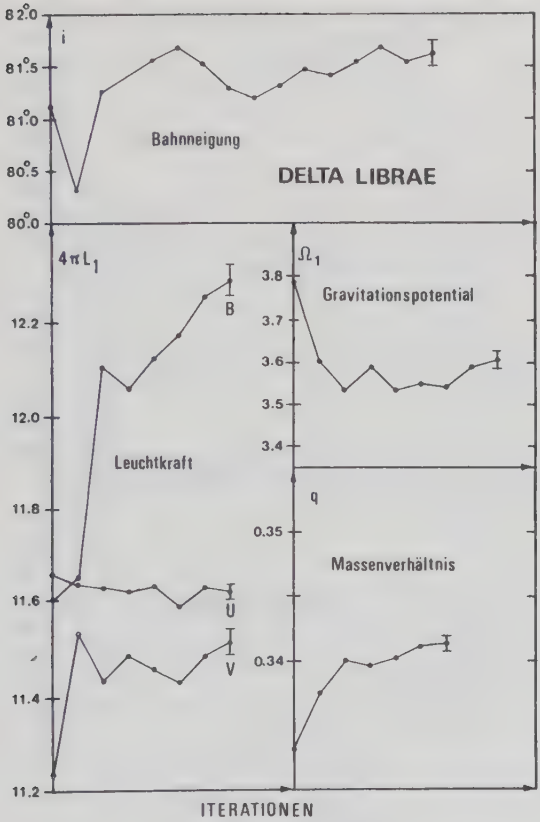


Abbildung 3: Konvergenzverhalten der Parameter im Modus 0.

mit ihren wahrscheinlichen Fehlern dargestellt. Die Ergebnisse der Rechnung finden sich in Tabelle 5.

In Abbildung 4 sind die beobachteten Lichtkurven und die unter Modus 0 berechneten Lichtkurven dargestellt. Die Übereinstimmung im B-Fil-

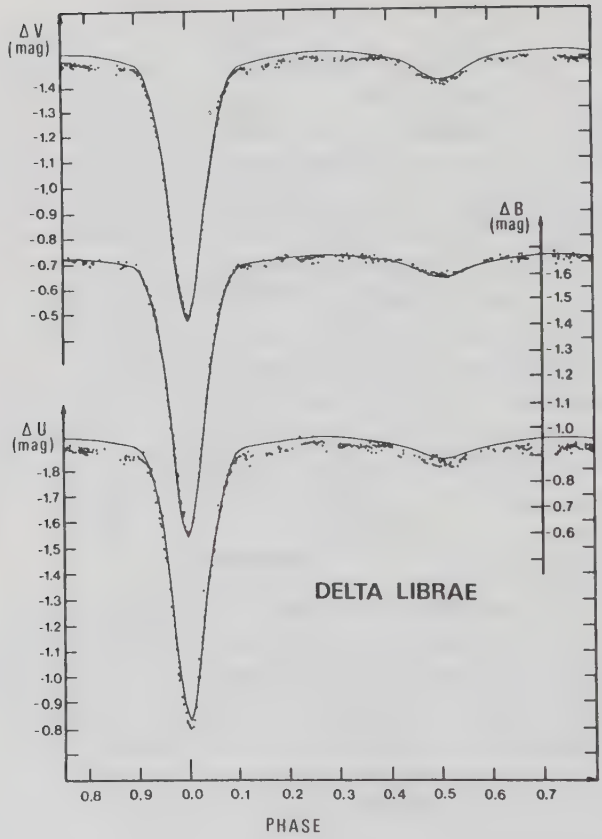


Abbildung 4: Berechnete Lichtkurven im Modus 0 und beobachtete Lichtkurven von Koch (1962) in den Johnson-Standardfiltern U, B, V.

ter ist sehr gut. In den Filtern U und V verstärkt sich die Abweichung der berechneten Lichtkurve von der beobachteten für den Bereich Φ = 0.1 bis 0.3 und Φ = 0.7 bis 0.9 relativ zur Kurve im Modus 2. Die Abweichung im U-Filter hängt wahrscheinlich mit dem

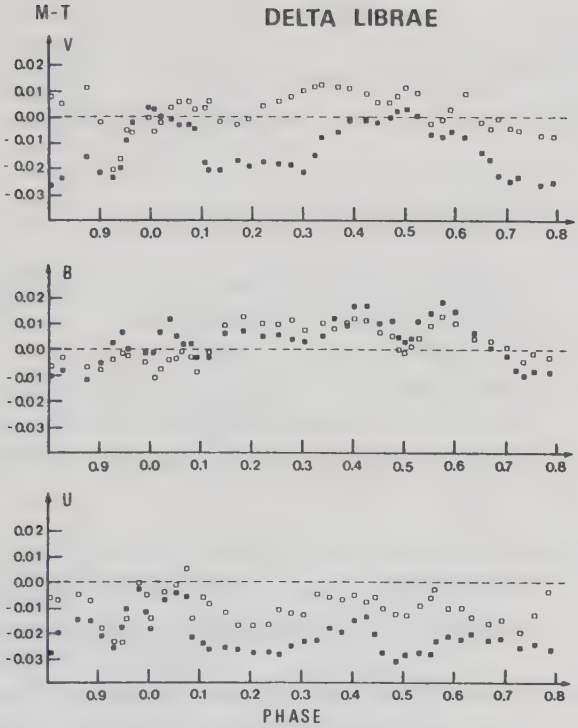


Abbildung 5: Differenz zwischen den gemessenen Lichtwerten (M) und den theoretischen Lichtwerten (T). (□ für Modus 2; ■ für Modus 0)

im Filterbereich enthaltenem Balmersprung zusammen. In Abbildung 5 ist die Differenz zwischen den gemessenen (M) und den theoretischen Lichtwerten (T) aufgetragen. Die ausgefüllten Quadrate entsprechen den Differenzen aus M - T für die im Modus 0 beobachteten und berechneten Lichtwerte , während die offenen Punkte die

Differenzen aus M - T für die im Modus 2 beobachteten und berechneten Lichtwerte bezeichnen. Die Ergebnisse aus Modus 0 und Modus 2 sind zusammen mit den Ergebnissen von Giuricin in Tabelle 5 zusammengefaßt. Es sind in dieser Tabelle folgende Bezeichnungen zu beachten:

$r_{1,2}$: Radien der Komponenten (1) bzw. (2)

$r_{1,2}$(Pol) : Abstand des Sternzentrums vom Schnittpunkt der Rotationsachse mit der Oberfläche.

$r_{1,2}$(Seite): Abstand des Sternzentrums vom Schnittpunkt einer auf der Rotationsachse und Verbindungslinie der beiden Sterne senkrechten Geraden mit der Oberfläche.

$r_{1,2}$(hinten): Abstand des Sternzentrums vom Durchstoßpunkt der Verbindungslinie beider Sterne auf der dem Systemschwerpunkt abgewandten Oberfläche.

$r_{1,2}$(vorne): Abstand des Sternzentrums von dem Durchstoßpunkt der Verbindungslinie beider Sterne auf der dem Systemschwerpunkt zugewandten Seite der Oberfläche.

(Alle Radien werden in Einheiten des Abstands A der beiden Sterne angegeben).

Ein Grund für die Abweichungen der berechneten Lichtkurven von den beobachteten Lichtkurven könnte in einer ungleichmäßigen Helligkeitsverteilung der sich beeinflussenden Oberflächen liegen. Auch könnte der Strahlungsdruck bei heißen Sternen (früher als B0) nach Kondo et al. (1976) einen Einfluß auf die Gestalt der Äquipotentialflächen haben. Schließlich sollten systematische Meßfeh-

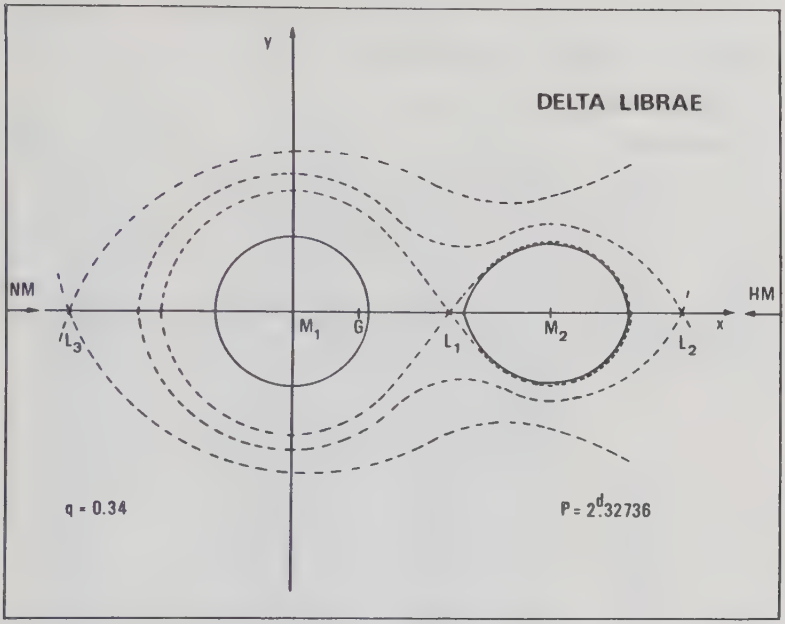


Abbildung 6: Meridianquerschnitt der Konfiguration des Doppelsternsystems δ Librae.

ler nicht ausgeschlossen werden, was die Streuung der Meßwerte besonders im Nebenminimum des U-Filters vermuten läßt.

Ein Vergleich der Ergebnisse dieser Arbeit mit den Ergebnissen von Giuricin (vergleiche Tabelle 5) zeigt eine gute Übereinstimmung. Die abgeleiteten Elemente ergeben die in Abbildung 6 durch einen Meridianschnitt veranschaulichte Konfiguration des Doppelsternsystems. Die durchgezogenen Linien zeigen die Oberflächen der beiden Komponenten, während die durchbrochenen Linien Äquipotentialflächen, speziell für den inneren bzw. äußeren Kontakt, darstellen. Die Roche-Flächen wurden nach den von Plavec und Kratochvíl (1964) angegebenen Formeln berechnet. Die absoluten Dimensionen werden im Kapitel 2.2.3. berechnet.

Tabelle 5: Photometrische Lösungen für δ Librae

Parameter		Modus 2	Modus 0	Giuricin (1979)
i	(U)	81.°69 ± 0.°09	81.°617 ± 0.°1	81.°7 ± 0.°2
i	(B)	81.°35 ± 0.°09	81.°617 ± 0.°1	81.°6 ± 0.°2
i	(V)	80.°62 ± 0.°09	81.°617 ± 0.°1	80.°9 ± 0.°2
$L_1/(L_1+L_2)$	(U)	0.9634 ± 0.0035	0.9634 ± 0.0043	0.939
$L_1/(L_1+L_2)$	(B)	0.9542 ± 0.0042	0.9547 ± 0.0024	0.947
$L_1/(L_1+L_2)$	(V)	0.9274 ± 0.0051	0.9281 ± 0.0022	0.936
x_1	(U)	0.500 ± 0.016	0.500 ± 0.019	0.500
x_1	(B)	0.540 ± 0.035	0.540 ± 0.017	0.540
x_1	(V)	0.512 ± 0.021	0.501 ± 0.032	0.460
x_2	(U)	0.920 ± 0.048	0.920 ± 0.037	0.950
x_2	(B)	0.730 ± 0.052	0.730 ± 0.063	0.850
x_2	(V)	0.610 ± 0.046	0.620 ± 0.049	0.690
T_1(Pol)	(U)	10142 ± 17 K	10162* K	10420 K
T_1(Pol)	(B)	10182 ± 16 K	10162* K	10680 K
T_1(Pol)	(V)	9375 ± 14 K	10162* K	10330 K
T_2(Pol)	(U)	5662 ± 36 K	5350* K	5440 K
T_2(Pol)	(B)	5388 ± 50 K	5350* K	5440 K
T_2(Pol)	(V)	4999 ± 49 K	5350* K	5440 K
Ω_1	(U)	3.685 ± 0.027	3.601 ± 0.03	
Ω_1	(B)	3.789 ± 0.017	3.601 ± 0.03	
Ω_1	(V)	3.883 ± 0.014	3.601 ± 0.03	
Ω_2	(U)	2.5382 ± 0.013	2.5382 ± 0.010	
Ω_2	(B)	2.5382 ± 0.014	2.5382 ± 0.010	
Ω_2	(V)	2.5382 ± 0.019	2.5382 ± 0.010	
r_1(Pol)	(U)	0.297 ± 0.008	0.305 ± 0.002	0.301 ± 0.003
r_1(Pol)	(B)	0.288 ± 0.002	0.305 ± 0.002	0.300 ± 0.003
r_1(Pol)	(V)	0.280 ± 0.002	0.305 ± 0.002	0.292 ± 0.003

Tabelle 5: Photometrische Lösungen für δ Librae (Fortsetzung)

Parameter		Modus 2	Modus 0	Giuricin (1979)
r_1(Seite)	(U)	0.302 ± 0.002	0.311 ± 0.004	0.307 ± 0.004
r_1(Seite)	(B)	0.293 ± 0.006	0.311 ± 0.004	0.306 ± 0.003
r_1(Seite)	(V)	0.284 ± 0.002	0.311 ± 0.004	0.297 ± 0.003
r_1(vorne)	(U)	0.308 ± 0.003	0.318 ± 0.005	0.311 ± 0.004
r_1(vorne)	(B)	0.298 ± 0.002	0.318 ± 0.005	0.311 ± 0.003
r_1(vorne)	(V)	0.289 ± 0.002	0.318 ± 0.005	0.301 ± 0.003
r_1(hinten)	(U)	0.306 ± 0.003	0.315 ± 0.004	
r_1(hinten)	(B)	0.292 ± 0.003	0.315 ± 0.004	
r_1(hinten)	(V)	0.287 ± 0.003	0.315 ± 0.004	
r_2(Pol)	(U)	0.268 ± 0.003	0.274 ± 0.004	0.263 ± 0.004
r_2(Pol)	(B)	0.264 ± 0.002	0.274 ± 0.004	0.262 ± 0.003
r_2(Pol)	(V)	0.268 ± 0.002	0.274 ± 0.004	0.263 ± 0.003
r_2(Seite)	(U)	0.279 ± 0.003	0.285 ± 0.004	0.276 ± 0.005
r_2(Seite)	(B)	0.275 ± 0.003	0.285 ± 0.004	0.278 ± 0.005
r_2(Seite)	(V)	0.279 ± 0.002	0.285 ± 0.004	0.280 ± 0.004
r_2(vorne)	(U)	0.372 ± 0.008	0.376 ± 0.012	0.316 ± 0.008
r_2(vorne)	(B)	0.345 ± 0.022	0.376 ± 0.012	0.315 ± 0.006
r_2(vorne)	(V)	0.327 ± 0.016	0.376 ± 0.012	0.317 ± 0.007
r_2(hinten)	(U)	0.312 ± 0.003	0.321 ± 0.012	
r_2(hinten)	(B)	0.305 ± 0.006	0.321 ± 0.012	
r_2(hinten)	(V)	0.312 ± 0.007	0.321 ± 0.012	
q	(U)	0.3277 ± 0.003	0.341 ± 0.001	0.35
q	(B)	0.3396 ± 0.002	0.341 ± 0.001	0.35
q	(V)	0.3251 ± 0.003	0.341 ± 0.001	0.35
$\Sigma(wd^2)$	(U)	0.00034	0.00369	
$\Sigma(wd^2)$	(B)	0.00067	0.00369	
$\Sigma(wd^2)$	(V)	0.00048	0.00369	

* : festgehaltener Wert ; w : Gewicht der Meßwerte
d : Differenz zwischen beobachteten und berechneten Lichtwert

2.2.2. Spektroskopische Ergebnisse

2.2.2.1. Beobachtungen

Spektroskopische Messungen wurden von Drechsel im Februar 1985 mit dem 1.52m Spiegelteleskop der Europäischen Südsternwarte (ESO) in Chile durchgeführt. Die Beobachtungsdaten sind in Tabelle 6 aufgeführt. Die Spalten 1 bis 7 enthalten das Beobachtungsdatum, den Beginn der Beobachtung in UT, die Belichtungszeit, das Julianische Datum, die Dispersion, den Wellenlängenbereich und die Phase. Die Phasen wurden mit den Ephemeriden von Koch (1962) berechnet:

$$T(Min)=JD\ 2422852.^{d}3598 + 2^{d}.32735297 * E$$

In den Abbildungen von 7 bis 10 sind die Spektren abgebildet. Bei Phase Φ =0.098 zeigen sich deutliche Emissionen. Am 1.7.85, 2.7.85 und 3.7.85 wurden von Strupat mit dem 1.52m Spiegelteleskop der Europäischen Südsternwarte Kontrollmessungen mit einer Dispersion von 59Å/mm durchgeführt. Dabei konnten keine Emissionen entdeckt werden, so daß angenommen werden muß, daß die Emissionen entweder durch Höhenstrahlung oder durch Fehler des elektronischen Bildverstärkungssystem erzeugt wurden.

Tabelle 6: Spektroskopische Beobachtungen von δ Librae

Beobachtungs-datum:	Aufnahme Beginn (UT) hh mm ss	Belichtungs-zeit in s	Zeitmitte in JD (2440000.^{d}0)	Dispersion in Å/mm	Wellenlängen-bereich in Å	Phase
03.02.85	07 55 03	616	6099.8335	59.5	6040 - 7550	0.804
04.02.85	08 56 23	493	6100.8753	58.0	7740 - 8710	0.252
05.02.85	08 39 48	611	6101.8645	118.0	7400 - 10270	0.677
06.02.85	08 10 19	493	6102.8434	116.0	4820 - 7750	0.098

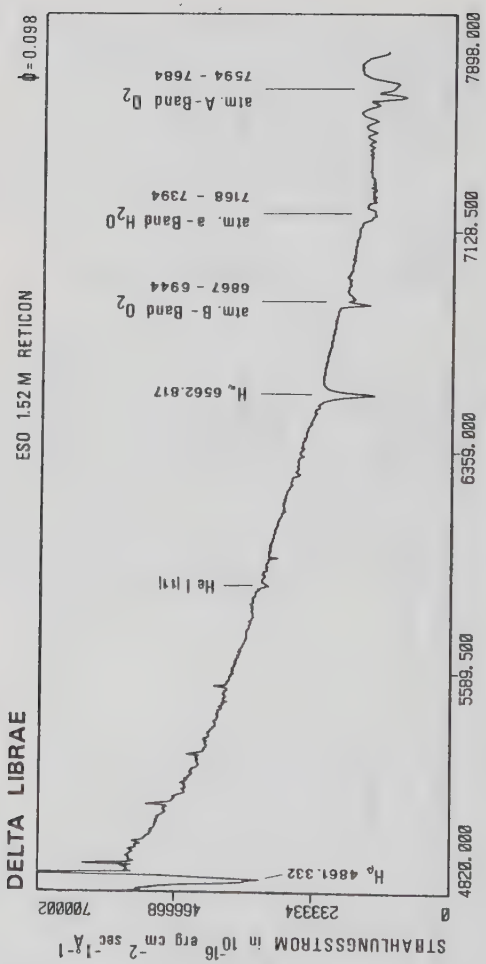


Abbildung 7: RETICON-Spektrum von δ Librae im Wellenlängenbereich von 4820 Å bis 7750 Å.

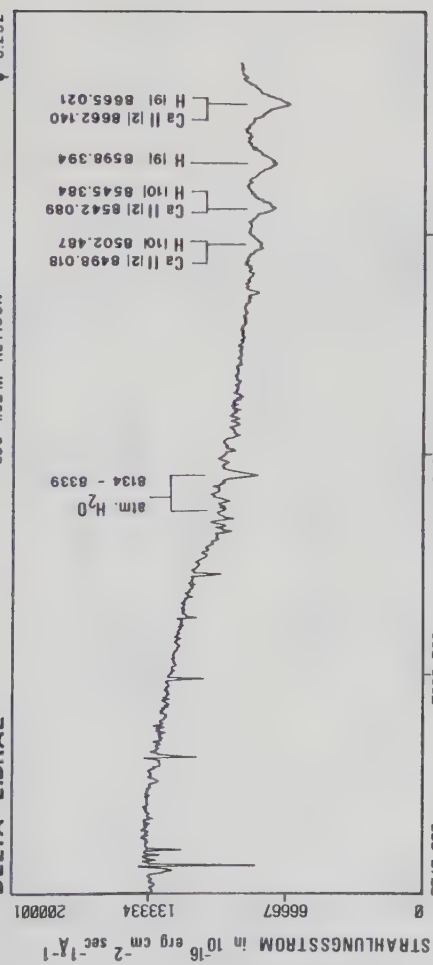


Abbildung 8: RETICON-Spektren von δ Librae im Wellenlängenbereich von 7740 Å bis 8710 Å.

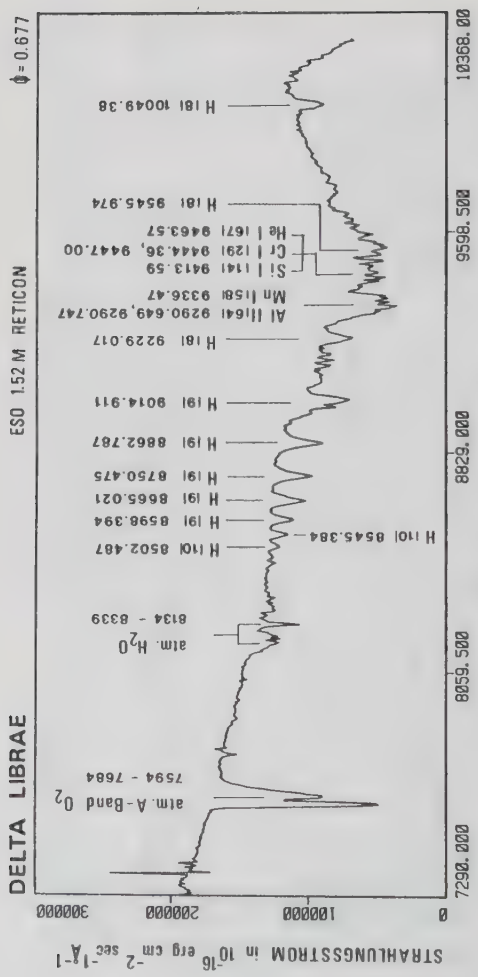


Abbildung 9: RETICON-Spektren von 6 Librae im Wellenlängenbereich von 7400 Å bis 10270 Å.

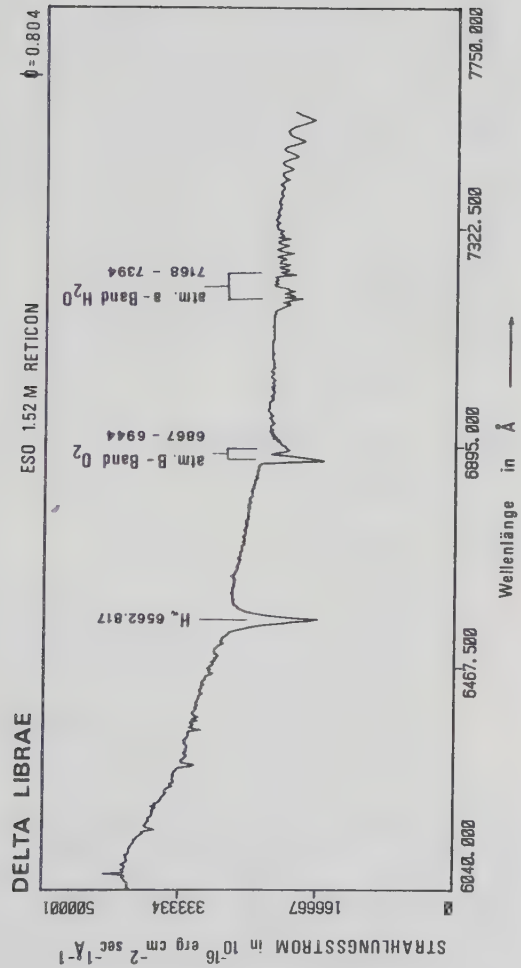


Abbildung 10: RETICON-Spektren von 6 Librae im Wellenlängenbereich von 6040 Å bis 7550 Å.

2.2.2.2. Radialgeschwindigkeitsmessungen

Schlesinger (1910), McLaughlin (1934), Sahade und Hernandez (1963) und Tomkin (1978) untersuchten das Spektrum der Primärkomponente von δ Librae. Ein Vergleich der abgeleiteten Bahnelemente der beiden letztgenannten Arbeiten zeigt eine gute Übereinstimmung. Nur Tomkin (1978) konnte vermutlich die Sekundärkomponente entdecken. Er bestimmte deren Radialgeschwindigkeitskurve durch die Analyse des Ca II-Infrarot-Triplets mit Hilfe eines Reticon Detektors (rotempfindlicher Detektor). Die Amplituden K_1 und K_2 der Radialgeschwindigkeitskurven der Primär- und Sekundärkomponente, die heliozentrische Radialgeschwindigkeit γ des Massenschwerpunkts des Systems und die aus der Asymmetrie der Radialgeschwindigkeitskurven abgeleiteten Bahnexzentrizitäten e, die die genannten Autoren angaben, sind in Tabelle 7 zusammengestellt.

Tabelle 7: Spektroskopische Daten von δ Librae

K_1(km s^{-1})	K_2(km s^{-1})	γ(km s^{-1})	e	Autor
75.2±1.2	-	-43.4±1.1	0.020 ±0.006	Schlesinger (1910)
77.3±2.2	-	-31.4±2.3	0.053 ±0.009	McLaughlin (1934)
78.3±1.7	-	-36.4±1.2	0.048 ±0.006	Sahade und Hernandez (1963)
76.6±2.4	218.7±3.1	-40.0±2.1	0.069 ±0.004	Tomkin (1978)

Während der Unterschied in den γ- Geschwindigkeiten von Schlesinger und McLaughlin mit der Existenz einer dritten Komponente erklärt wurde, erhärtete die Arbeit von Tomkin (1978) diese Vorstellung nicht. Die γ-Geschwindigkeit -40.0 $\pm$ 2.1km/s von Tomkin (1978) stimmt mit der γ-Geschwindigkeit von Schlesinger (1910) γ = - 43.4 $\pm$ 1.1 km/s und von Sahade und Hernandez (1963) γ = -36.4 $\pm$ 1.2 km/s gut überein und ist nicht bedeutend verschieden von der γ-Geschwindigkeit McLaughlins (1934), γ = -31.4 $\pm$ 2.3 km/s.

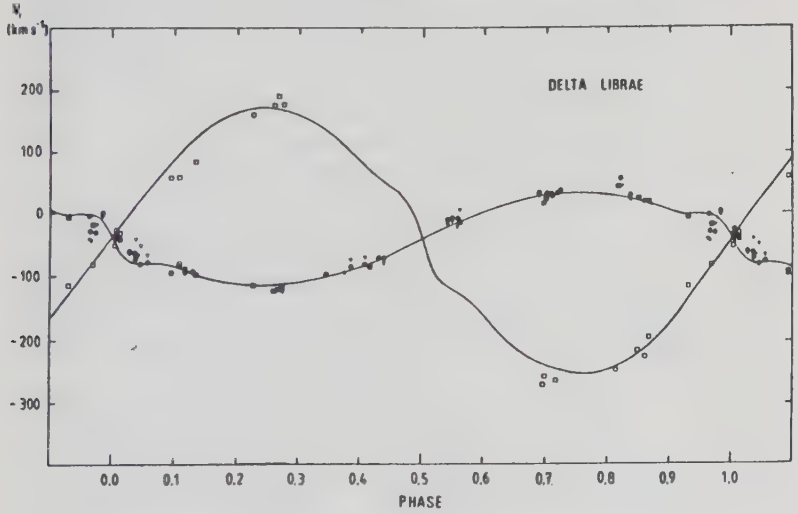


Abbildung 11: Radialgeschwindigkeitskurve von δ Librae.

In Abbildung 11 wurden die Radialgeschwindigkeitswerte von Sahade und Hernandez (1963) und von Tomkin (1978) eingetragen. Die ausgefüllten Markierungen kennzeichnen die Radialgeschwindigkeiten der Primärkomponente, die offenen Markierungen geben den Verlauf der Radialgeschwindigkeitskurve der Sekundärkomponente wieder. Alle Daten wurden dabei auf einen einheitlichen hypothetischen Wert der γ-Geschwindigkeit von γ= -40.0 km/s bezogen.

Mit einem Programm von Wilson und Sofia (1976) und den Parametern aus der Analyse der photoelektrischen Messungen aus Kapitel 2.2.1.6. wurden die theoretischen Radialgeschwindigkeitskurven der Primär- und Sekundärkomponente berechnet. Diese Kurven sind in Abbildung 11 als durchgezogene Linien eingetragen. Man erkennt eine gute Übereinstimmung mit den beobachteten Werten. Im Intervall Φ = 0.45 bis 0.55 sowie im Intervall Φ = 0.95 bis 0.05 erkennt man Abweichungen der berechneten Radialgeschwindigkeitskurven der Primärkomponente bzw. der Sekundärkomponente von einem sinusförmigen Verlauf. Auf diesen Effekt hat erstmals Sterne (1941) hingewiesen. Durch die Rotation kleiner kugelförmiger Sterne entstehen unverschobene, aber verbreiterte symmetrische Linienprofile, da die große positive Rotationsradialgeschwindigkeit der einen Seite exakt die hohe negative Rotationsradialgeschwindigkeit der anderen Seite aufhebt. Die Linienverschiebungen sind nur durch die auf die Sichtlinie projizierte Komponente der Bahngeschwindigkeit verursacht. Bei Sternen, die ihr Roche-Volumen fast oder ganz ausfüllen, bewirken Gezeitenstörungen, die durch die Gravitationswechselwirkungen in engen Doppelsternsystemen zustande kommen, asymmetrische Linienprofile mit verschobenen Linienzentren, da mit Ausnahme der Konjunktionsphase die negative Rotationsgeschwindigkeit der einen Seite durch die positive Rotationsgeschwindigkeit der anderen Seite (oder umgekehrt) nicht exakt ausgeglichen werden kann. In Abbildung 11 repräsentieren die ausgefüllten Punkte die Radialgeschwindigkeitskurve der H_α-Linie (Sahade und Hernandez, 1963), während die ausgefüllten Markierungen sich als Mittelwerte mehrerer Linien ergaben. Ein Vergleich der Radialgeschwindigkeitskurve der H_α-Linie und der berechneten Radialgeschwindigkeitskurve der Primärkomponente zeigt eine gute Übereinstimmung. Beachtet werden sollte aber auch, daß die Abweichungen vom sinusförmigen Verlauf der Primärkomponente im Intervall Φ = 0.95 bis 0.05 maximal $\pm$ 20 km/s betragen, während die Abweichungen der Radialgeschwindigkeiten der H_α-Linie Werte von 34 km/s, 36 km/s und 21 km/s bei den Phasen Φ = 0.965, 0.974 bzw. 0.822 ergeben.

Die mit Hilfe der photoelektrischen Lösungen aus Abschnitt 2.2.1.6. berechneten Radialgeschwindigkeitskurven stimmen gut mit den beobachteten Radialgeschwindigkeitskurven überein, speziell wird auch die Entdeckung der Sekundärkomponente durch Tomkin (1978) unterstützt. Die Streuung in den Messungen liegt wahrscheinlich hauptsächlich darin begründet, daß das Spektrum der leuchtkräftigen Primärkomponente von dem Spektrum der Sekundärkomponente überlagert wird und somit zum Teil nicht die wahre Bahngeschwindigkeit gemessen wurde.

2.2.2.3. Linienidentifikation im Wellenlängenintervall von 4800 Å bis 10400 Å

In den RETICON - Spektren vom Februar 1985 (vergleiche Tabelle 6) treten vor allem Linien der folgenden Atome und Ionen auf:

H, He I, C I, Al II, Si I, Ca II, Cr I, Mn I, sowie atmosphärische Banden von O_2 und H_2O

Die beobachteten Absorptionslinien sind in Tabelle 8 aufgeführt. Die einzelnen Spalten beinhalten die beobachtete Wellenlänge in Å, die Atome und Ionen der identifizierten Elemente, die einen möglichen Beitrag zur beobachteten Linie liefern, die Bahnphase und eine kurze Charakterisierung der Linien. Die Linienidentifikation wurde unter Verwendung der "Multiplet Table of Astrophysical Interest" von Moore (1972) und dem "Bonner Spektralatlas I" von Seitter (1970) durchgeführt. Bei der Linienidentifikation konnten keine Besonderheiten entdeckt werden. Die beobachteten Spektrallinien sind im Einklang mit der Spektralklassifikation.

Tabelle 8: Linienidentifikation von δ Librae im Wellenlängenintervall von 4820 Å bis 10270 Å

λ (beob.)	λ (Labor)	mögliche Linienbeiträge	*) Multiplett Nr.	Phase	Bemerkung
4865	4861.332	H_β		0.098	Linienprofil nicht vollständig, kräftig
5887	5875.618	He I	11	0.098	schwach
	5875.650	He I	11		
	5875.989	He I	11		
5992	5978.970	Si II	4	0.098	schwach
6585	6562.817	H_α		0.098	kräftig
6560	6562.817	H_α		0.804	kräftig
6875	6867 - 6944	atm.B-Band O_2		0.098	mittel
6884	6867 - 6944	atm.B-Band O_2		0.804	mittel
7187	7168 - 7394	atm.a-Band H_2O		0.098	schwach
7184	7168 7394	atm.a-Band H_2O		0.804	schwach
7644	7594 - 7684	atm.A-Band O_2		0.098	mittel
7608	7594 7684	atm.A-Band O_2		0.677	mittel
8124 - 8287	8134 - 8339	atm.H O		0.677	schwach
8504	8502.487	H I	10	0.677	schwach
8496	8498.018	Ca II	2	0.252	schwach
	8502.487	H I	10		

*) nach der Nomenklatur von Moore (1972)

Tabelle 8: Linienidentifikation von δ Librae im Wellenlängenintervall von 4820 Å bis 10270 Å (Fortsetzung)

λ (beob.)	λ (Labor)	mögliche Linienbeiträge	*) Multiplett Nr.	Phase	Bemerkung
8554	8545.384	H I	10	0.677	schwach
8541	8542.089	Ca II	2	0.252	schwach
	8545.384	H I	10		
8604	8598.394	H I	9	0.677	mittel
8595	8598.394	H I	9	0.252	mittel
8667	8665.021	H I	9	0.677	mittel
8861	8662.140	Ca II	2	0.252	mittel
	8665.021	H I	9		
8753	8750.475	H I	9	0.677	mittel
8866	8862.787	H I	9	0.677	mittel
9015	9014.911	H I	9	0.677	mittel
9228	9229.017	H I	8	0.677	mittel
9355	9290.649	Al II	64	0.677	mittel
	9290.747	Al II	64		
	9336.47	Mn I	58		
9441	9405.77	C I	9	0.677	mittel
	9413.59	Si I	14		
	9444.36	Cr I	29		
	9447.00	Cr I	29		
	9463.57	He I	67		
9550	9516.51	He I	76	0.677	mittel
	9516.66	He I	76		
	9545.974	H I	8		
10047	10049.38	H I	8	0.677	mittel

*) nach der Nomenklatur von Moore (1972)

2.2.2.4 Untersuchung der Spektralklassifikation

Roman (1956), Sahade und Hernandez (1963) und Tomkin (1978) leiteten aus spektroskopischen Messungen den Spektraltyp A0 V für die Primärkomponente von δ Librae ab, während Koch (1962) den Spektraltyp mit nicht später als B 9.5 V angab. Mit Hilfe des Bonner Spektralatlas I (Seitter 1970) wurden Intensitätsverhältnisse der Spektrallinien H_α und H_β in den RETICON - Spektren für Φ = 0.098 und Φ = 0.804 gebildet und mit den theoretischen Werten von Seitter verglichen. Bei der Bestimmung der Intensitätsverhältnisse wurde keine Extinktionskorrektur durchgeführt, da die obere Grenze für $E_{(B-V)}$ zu 0.1 bestimmt wurde. Die Tabelle 9 gibt in Spalte 1 die beobachteten Intensitätsverhältnisse der Spektrallinien H_β und H_α wieder, während in den Spalten 3, 4 und 5 die Intensitätsverhältnisse für die Spektralklassen und Leuchtkraftklassen A0 V, A0 III, B9 V und A2 V nach dem Bonner Spektralatlas I (Seitter, 1970) angegeben sind.

Tabelle 9: Intensitätsverhältnisse der Spektrallinien H_α und H_β

	beobachtet	A0 V	A0 III	B9 V	A2 V
$\frac{H_\beta}{H_\alpha}$	2.4 ± 0.2	2.4	4.0	3.0	3.0

Die beobachteten Intensitätsverhältnisse stimmen gut mit den Intensitätsverhältnissen eines A0 Hauptreihensterns überein. Die Tabelle 9 zeigt deutliche Abweichungen der beobachteten Intensitätsverhältnisse von denen eines A0 Riesen beziehungsweise eines B9 oder A2 Hauptreihensterns. Das gemessene H_β/H_α Verhältnis ist somit mit der Spektralklassifikation von Roman (1956), Sahade und Hernandez (1963) und Tomkin (1978) verträglich.

2.2.3. Absolute Dimensionen

Zur Ermittlung der absoluten Dimensionen von δ Librae wurden die Amplituden der beiden Radialgeschwindigkeitskurven von Tomkin (1978) K_1 = 76.6 km/s und K_2 = 218.7 km/s übernommen. Aus der Periode P = 2.32735 d (Koch, 1962) und dem Bahnneigungswinkel i = 81.°6 erhält man die Trennung der beiden Massenzentren A in Einheiten des Sonnenradius für Exzentrizität e = 0 durch:

$$A_{1,2} = \frac{P * K_{1,2}}{2 \pi \sin i} * \frac{1}{R_\odot}$$

$$A = A_1 + A_2$$

Damit ergeben sich die absoluten Radien der beiden Komponenten in Einheiten des Sonnenradius aus den relativen Radien $r_{1,2}$:

$$R_1 = A * r_1 \quad \text{und} \quad R_2 = A * r_2$$

Mit Hilfe des dritten Keplerschen Gesetzes, dem Abstand der beiden Komponenten in Einheiten des Sonnenradius und der Periode des Bedeckungsveränderlichen in Tagen lassen sich die Einzelmassen berechnen:

$$M_1 = \frac{1.3435 * 10^{-2}}{1 + q} * \frac{A^3}{P^2}$$

$$\text{und} \quad M_2 = q * M_1$$

Aus den absoluten Radien $R_{1,2}$ in Sonneneinheiten und den Temperaturen $T_{1,2}$ erhält man mit dem Stefan-Boltzmann Gesetz die absoluten Leuchtkräfte $L_{1,2}$ durch :

$$\frac{L_{1,2}}{L_\theta} = \frac{R^2_{1,2}}{R^2_\theta} * \frac{T^4_{1,2}}{T^4_\theta}$$

Bei der Berechnung der absoluten Radien erhebt sich das Problem, wie man den Radius eines stark verformten Sterns definiert. Im folgenden wurden die relativen Sternradien r_1 (Seite) und r_2 (hinten) verwendet, die ungefähr mit den relativen mittleren Radien übereinstimmen. In Tabelle 9 sind die Systemparameter für δ Librae zusammengestellt, die sich aus den Lichtkurvenparametern des Wilson-Devinney Programms bei simultaner Behandlung der Lichtkurven im U, B und V-Bereich, ergaben. Die Tabelle 10 zeigt vergleichend die Systemparameter von δ Librae aus dieser Arbeit und aus den Arbeiten von Koch (1962), Tomkin (1978) und Giuricin (1979).

Tabelle 9: Systemparameter von δ Librae

		$P = 2.^d32736$	
		$A = 13.7\ R_\theta$	
		$i = 81.°6$	
R_1	$= 4.32\ R_\theta$	R_2	$= 4.41\ R_\theta$
M_1	$= 4.7\ M_\theta$	M_2	$= 1.6\ M_\theta$
T_1	$= 10160$ K	T_2	$= 5460$ K
L_1	$= 179\ L_\theta$	L_2	$= 15.6\ L_\theta$
Sp_1	= A0	Sp_2	= G2 III - IV

Tabelle 10: Vergleich der Systemparameter mit früheren Lösungen

Parameter	Koch (1962) U	Koch (1962) B	Koch (1962) V	Tomkin (1978)	Giuricin (1978) U	Giuricin (1978) B	Giuricin (1978) V	Diese Arbeit Modus 2 U	Diese Arbeit Modus 2 B	Diese Arbeit Modus 2 V	Diese Arbeit Modus 0
i		78.6±0.2		78.6±0.2	81.7±0.3	81.6±0.2	80.9±0.2	81.69±0.14	81.35±0.09	80.62±0.09	81.6±0.1
R_1		0.300**)		4.1		4.12±0.09		4.15±0.09	4.09±0.08	3.92±0.06	4.32±0.06
R_2		0.308**)		4.2		3.86±0.06		4.28±0.07	4.20±0.08	4.30±0.09	4.41±0.08
M_1				4.9±0.2		4.7±0.2		4.7±0.1	4.7±0.1	4.8±0.1	4.7±0.1
M_2				1.7±0.2		1.7±0.2		1.6±0.1	1.6±0.1	1.6±0.1	1.6±0.1
T_1					10420	10680	10330	10142	10182	9375	10160
T_2					5500	5440	5440	5662	5388	4999	5460
L_1	0.882*)	0.920*)	0.887*)			173±1		164±1	162±1	107±1	178±1
L_2	0.118*)	0.080*)	0.113*)			10.9±1		16.9±1	13.4±1	10.4±1	16.4±1
q				2.9±0.1		0.35		0.327±0.003	0.339±0.003	0.325±0.003	0,341±0.003

**) R_1, R_2 normiert auf den Abstand A der beiden Massenzentren

*) L_1, L_2 normiert auf $L_1 + L_2 = 1$

2.2.4. Bestimmung der Entfernung durch photometrische Parallaxe

Die Entfernung eines Sterns kann mit Hilfe des Entfernungsmoduls berechnet werden, wenn die absolute Helligkeit M, die scheinbare Helligkeit m und die interstellare Absorption A bekannt sind.

$$m - M = -5 + 5 \log d + A \qquad (d \text{ in pc})$$

Die interstellare Absorption im V-Bereich berechnet sich nach Landolt-Börnstein (1982) in guter Näherung aus dem Farbexzeß durch:

$$A_V = 3.2 * E_{(B-V)}$$

Ein Indiz für die Stärke der interstellaren Absorption ist das Auftreten der interstellaren Absorptionsbande bei 2200 Å. Es handelt sich hierbei um ein Absorptionsband, das im Bereich von 2000 Å bis 2400 Å mit einer maximalen Einsenkung bei etwa 2200 Å beobachtet werden kann. Im Kontinuumsverlauf von δ Librae (Abbildung 15) fehlt dieses Absorptionsfeature völlig. Dies läßt eine Abschätzung der oberen Grenze des Farbexzeß $E_{(B-V)}$ zu:

$$E_{(B-V)} \lesssim 0.1$$

Aus den im Abschnitt 2.2.1.6. mit Hilfe des Wilson-Devinney-Programms errechneten Temperaturen T_1 = 10160 K und T_2 = 5460 K und den Radien r_1(Seite) = 0.311 und r_2(hinten) = 0.321 lassen sich mit Hilfe des Stefan-Boltzmann-Gesetzes die absoluten Leuchtkräfte bestimmen:

$$L_1 = 179\ L_\odot$$
$$L_2 = 15.6\ L_\odot$$

Damit ergeben sich folgende bolometrischen Helligkeiten M_{bol}:

$$M_{bol.}^{1} = -0.86$$

$$M_{bol.}^{2} = 1.79$$

und $$M_{bol.}^{ges} = -0.95$$

Mit den bolometrischen Korrekturen B.C. = $M_V - M_{bol}$

B.C. = -0.30 für die Primärkomponente (Landolt-Börnstein, 1982)
B.C. = -0.27 für die Sekundärkomponente (Landolt-Börnstein, 1982)

ergibt sich für die absoluten visuellen Helligkeiten M_V:

$$M_V^{1} = -1.16$$

$$M_V^{2} = 1.52$$

und $$M_V^{ges.} = -1.25$$

Damit berechnet sich mit der visuellen Helligkeit $m = 4.^m 92$ nach Koch (1962) die Entfernung von δ Librae zu:

$d = 171$ pc für $E_{(B - V)} = 0.0$

bzw. $d = 148$ pc für $E_{(B - V)} = 0.1$

2.3. Analyse der UV-Beobachtungen

2.3.1. Beobachtungsdaten

1981 wurde je ein Spektrum von δ Librae im Wellenlängenbereich von 1150 bis 2000 Å (SWP Camera) und im Wellenlängenbereich von

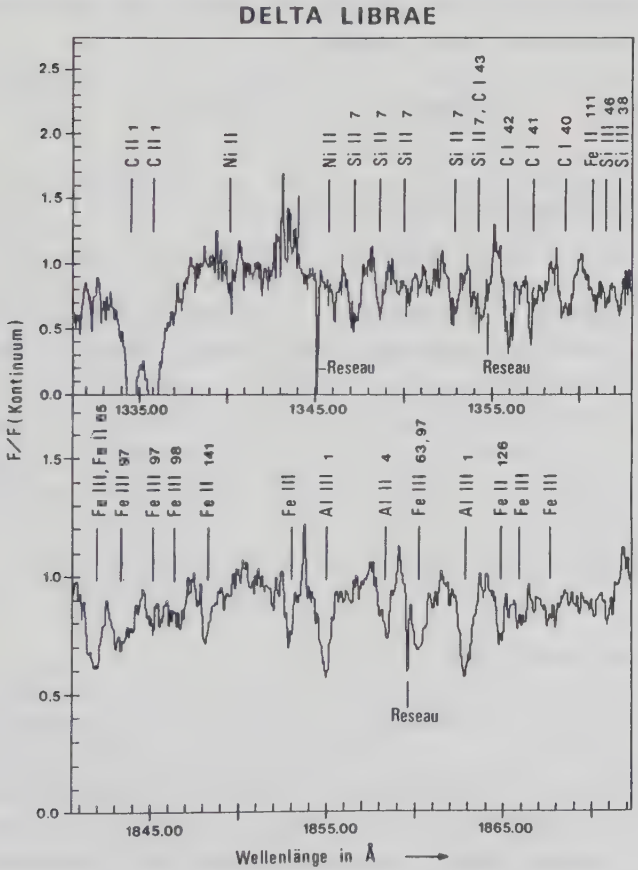


Abbildung 12: IUE UV-Spektrum von δ Librae zwischen λ= 1331 Å und λ = 1363 Å und zwischen λ = 1840 Å und λ = 1872 Å mit einer Auflösung von etwa 0.2 Å.

1900 bis 3200 Å (LWR Camera) mit dem "International Ultraviolet Explorer" (IUE-Satelliten) aufgenommen. Das Auflösungsvermögen liegt etwa zwischen 0.1 und 0.2 Å (Boggess et al., 1978). Die Beobachtungsdaten der UV-Spektren sind in der Tabelle 12 aufgeführt. Die einzelnen Spalten beinhalten die Beobachtungszeit, die Belichtungszeit in Sekunden, die Phase, die IUE-Image-Nummer, den beobachteten Wellenlängenbereich und die Dispersion. Die Phasen wurden mit den Ephemeriden von Koch (1962) berechnet.

$$T\,(Min) = JD\ 2422852.^{d}3598 + 2^{d}.32735297 * E$$

Tabelle 12: UV-Beobachtungen von δ Librae

Beobachtungszeit Datum	Zeit (UT) hh mm ss	Belichtungszeit in s	Phase	Image-Nummer	Wellenlängenbereich	Dispersion
12.01.1981	15 28 19	600	0.734	11038	SWP	high
12.01.1981	15 40 45	300	0.737	9699	LWR	high

2.3.2. Linienidentifikation

Die identifizierten Absorptionslinien sind im Anhang 3 aufgeführt. Die einzelnen Spalten beinhalten die beobachtete Wellenlänge des Linienzentrums in Å, die Atome bzw. Ionen, die einen möglichen Beitrag zur beobachteten Linie bieten, die Multiplettnummer, die Laborwellenlänge und eine kurze Charakterisierung der Linienstärke.

Bei der Linienidentifikation im Anhang 3 wird unterschieden zwischen schwachen, mittleren und kräftigen Linien. Diese Bezeichnungen hängen mit der Äquivalentbreite W_λ wie folgt zusammen:

schwache Linie : $W_\lambda < 200$ mÅ
mittlere Linie : 200 mÅ $< W_\lambda <$ 1000 mÅ
kräftige Linie : $W_\lambda > 1000$ mÅ

Ziel der Linienidentifikation war es, für einen A0 Hauptreihenstern eine möglichst umfangreiche Linienidentifikation zu bekommen.

Zur Identifikation der Linien zwischen 1150 Å und 2000 Å wurde der Katalog "Atomic and Ionic Emission Lines Below 2000 Angstroms" von Kelly und Palumbo (1973) herangezogen. Die Linien zwischen 1900 Å und 3200 Å wurden mit Hilfe der "Revised Multiplet Table" von Moore (1950) identifiziert. Zusätzlich wurden die UV-Linienidentifikationen von Underhill und Adelman (1977) für Tau Herculis (B 5 IV) und Zeta Orionis (B 0 III), von Appenzeller und Wolf (1979) für Iota Ursae Maj. (B1 Ia), von Breitschwerdt et al. (1981) für UW Canis Majoris (O9 II) und von Hack (1981) für Zeta Aurigae (B 6.5 V) verwendet.

Von folgenden Atomen und Ionen wurden Linienbeiträge im UV-Spektrum von 6 Librae identifiziert:

C I, C II, C III, N I, O I, Mg II, Mg III, Al II, Al III, Si I, Si II, Si III, P II, P III, S I, Ti III, V II, V III, Cr II, Cr III, Mn II, Mn III, Fe I, Fe II, Fe III, Ni II, Ni III.

Im UV-Spektrum von 6 Librae treten vor allem Absorptionslinien von Fe II auf. In Tabelle 13 sind alle Fe II Multipletts, die im UV-Spektrum von 6 Librae identifiziert werden konnten, zusammengestellt.

Tabelle 13: Identifizierte Fe II Multipletts im UV-Spektrum von δ Librae*)

1, 2, 3, 7, 8, 9, 35, 36, 37, 38, 39, 40, 42, 43, 44, 45, 46, 47, 57, 60, 61, 62, 63, 64, 65, 68, 84, 85, 86, 87, 94, 95, 96, 97, 98, 99, 100, 101, 102, 110, 111, 115, 123, 124, 125, 126, 138, 141, 142, 145, 148, 149, 152, 158, 159, 161, 165, 174, 177, 179, 180, 186, 187, 191, 193, 195, 196, 200, 201, 205, 206, 207, 208, 209, 217, 221, 228, 230, 241, 243, 253, 261, 263, 265, 267, 268, 279, 290, 281, 283, 284, 285, 294, 295, 299, 301, 316, 318, 319, 326, 339, 345, 357, 363, 375, 377, 379, 380, 382, 384, 385, 391, 399

*) nach der Nomenklatur von Moore (1972)

Tabelle 14: Die kräftigsten UV-Linien von δ Librae.

λ Labor	Ion	Multiplett	Bemerkung
1334.532	C II	1	R
1335.71	C II	1	
1526.7076	Si II	2	R
1533.4320	Si II	2	
1670.7867	Al II	2	R
2598.369	Fe II	1	R
2797.989	Mg II	1	R
2802.698	Mg II	1	R

In Abbildung 13 (oben) ist ein Teil des Fe II 1-Multipletts dargestellt. Deutlich hebt sich die Resonanzlinie des einfach ionisierten Eisens von den übrigen Eisenlinien ab. Weitere besonders dominante Linien sind in Tabelle 14 zusammengefaßt. Die einzelnen Spalten enthalten die Laborwellenlänge in Å, die Atome

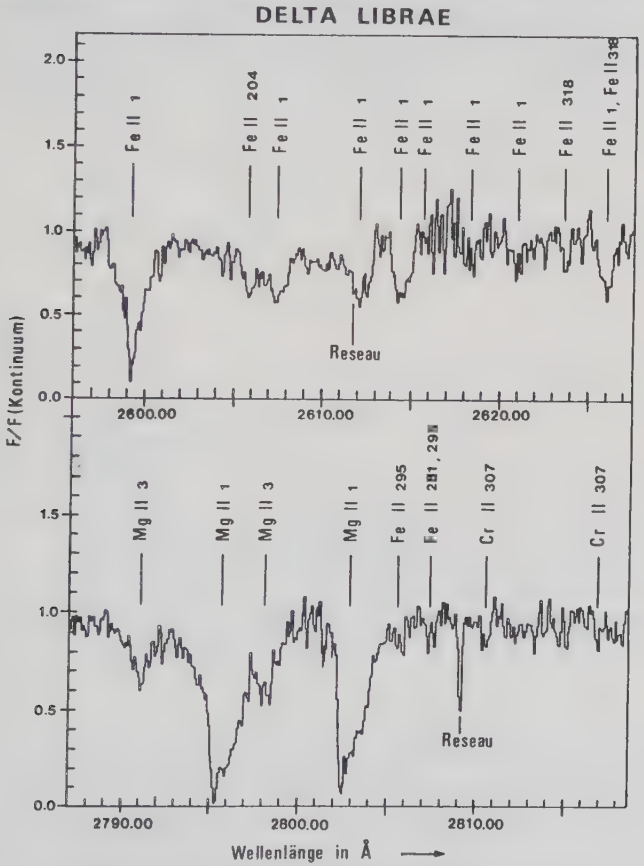


Abbildung 13: IUE UV-Spektrum von δ Librae zwischen λ= 2596 Å und λ=2627 Å und zwischen λ= 2787 Å und λ= 2818 Å mit einer Auflösung von etwa 0.2 Å.

bzw. Ionen der identifizierten Elemente, die Multiplettnummer und die Kennzeichnung mit R, ob es sich bei der betrachteten Linie um eine Resonanzlinie handelt.

Die dominanten h und k Linien von Mg II sind in Abbildung 13 (unten) dargestellt. In Abbildung 12 oben tritt das C II 1-Multiplett im UV-Spektrum deutlich hervor; zusätzlich sind Linien von Si II und Si III erkennbar. Die Abbildung 12 unten zeigt Absorptionslinien von Fe II, Fe III, und Al III.

2.3.3. Absolute Kalibration der IUE - "high resolution"-Spektren.

Unter Verwendung der Kalibration von "high resolution"-Spektren durch Cassatella, Ponz und Selvelli (1981) wurden die in den hochaufgelösten UV Spektren (SWP 11038, LWR 9699) angegebenen Zählraten in absolute Flüsse umgerechnet. Nach Bohlin (1980) ist der Zusammenhang zwischen dem absoluten Fluß und der Zählrate gegeben durch:

$$F_\lambda = N_\lambda * C_\lambda * S_\lambda^{-1} \quad \text{in erg cm}^{-2}\ \text{s}^{-1}\ \text{Å}^{-1}$$

mit $$N = \frac{1}{t} * FN$$

Dabei bedeuten:

F_λ : absoluter Fluß in erg cm^{-2} s^{-1} $Å^{-1}$

t : Belichtungszeit in s

FN : Flux Number

C_λ : Der Quotient der Flußzahlen bei Messungen für eine Auflösung zwischen 0.1 und 0.2 Å ("high resolution") und Messungen für eine Auflösung von 6-7 Å ("low resolution")

S_λ^{-1}: Kehrwert der wellenlängenabhängigen Kameraempfindlichkeit für "low resolution"-Spektren.

Die UV-Spektren wurden zwischen 1200 Å und 3100 Å in äquidistante Intervalle der Größe $\Delta\lambda$ = 25 Å unterteilt. Für jedes Intervall wurde die Höhe des Kontinuums in Zählraten ausgemessen und mit obiger Gesetzmäßigkeit in absolute Flüsse umgerechnet. Der Meßfehler der Flux-Numbers FN ist kleiner als Δ FN $\approx$ 2000. Abbildung 14 zeigt den Kontinuumsverlauf von δ Librae zwischen 1200 Å und 3100 Å.

Im SWP-Spektrum von δ Librae

von $3.4 \cdot 10^{-11}$ erg cm^{-2} s^{-1} Å^{-1} bei 1300 Å
auf $2.1 \cdot 10^{-11}$ erg cm^{-2} s^{-1} Å^{-1} bei 1975 Å

im LWR-Spektrum

von $12.1 \cdot 10^{-11}$ erg cm^{-2} s^{-1} Å^{-1} bei 1925 Å
auf $5.2 \cdot 10^{-11}$ erg cm^{-2} s^{-1} Å^{-1} bei 3100 Å

[illegible] und [illegible] Abfall im Energieverlauf bei etwa 2000 Å zu erkennen. Dieser Unterschied entspricht demjenigen Stelle, an der das SWP- und das LWR-Spektrum zusammentreffen und wird gven-

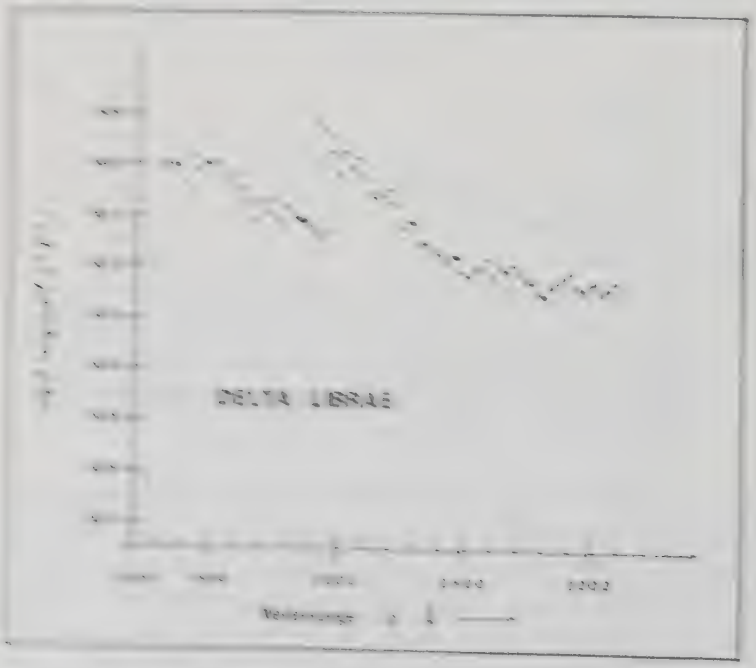


Abb. [illegible] Energieverlauf von δ Librae zwischen 1200 Å und 3100 Å (SWP + LWR und LWR Daten)

tuell durch Fehler in der Kalibrierung erklärt. Um einen geglätteten Verlauf im Kontinuum von δ Librae zu erreichen, muß der absolute Fluß F_λ(SWP) des SWP-Spektrums wie folgt korrigiert werden.

$$\log F_{\lambda(\text{korrigiert})} = \log F_{\lambda(\text{LWR})} + 0.21$$

Umgekehrt könnte auch der absolute Fluß F_λ (LWR) des LWR-Spektrums korrigiert werden. Eine Entscheidung kann nicht getroffen werden. Im folgenden muß somit für log F ein Fehler von $\pm$ 0.21 angenommen werden. Die Abbildung 15 zeigt den Logarithmus des absoluten Flusses, wobei die Korrektur an die Flußwerte des SWP-Spektrums angebracht wurde.

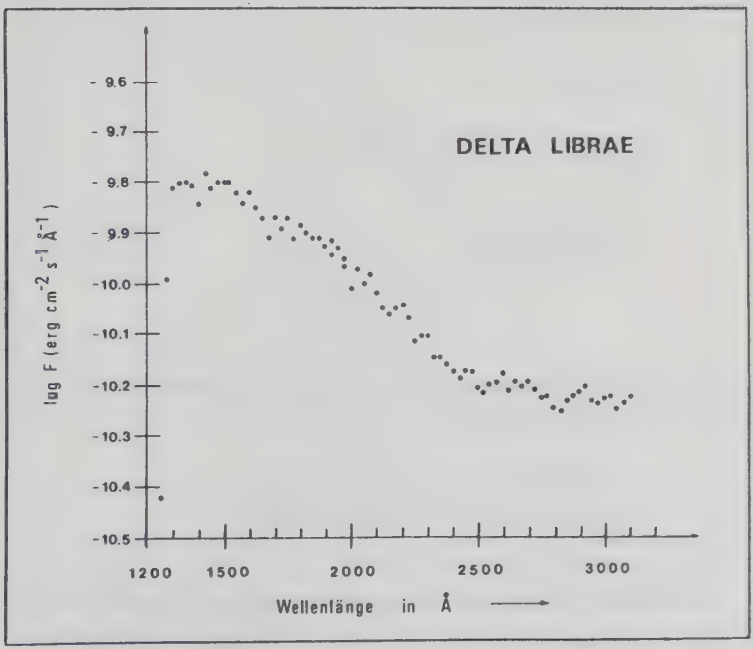


Abbildung 15: Korrigierter Kontinuumsverlauf von δ Librae zwischen 1200 Å und 3100 Å (SWP 11038 und LWR 9699).

2.3.4. Vergleich der UV-Spektren mit Modellatmosphären von Kurucz

Eine Näherung für die Engergieverteilung im Spektrum eines Sterns gibt das Plancksche Strahlungsgesetz des sogenannten schwarzen Strahlers. Die spektrale Verteilung der Strahlungsenergie hängt nur von der Temperatur des Körpers ab. Insbesondere bei heißen Sternen weicht der Verlauf der Energieverteilung des Sterns aber von der Energieverteilung des Plankschen Strahlungsgesetzes stark ab. Die Energieverteilung muß durch Modellatmosphärenrechnungen z.B. von Kurucz (1979) beschrieben werden. Kurucz berechnete die Energieverteilung von O bis G Sternen unter der Annahme thermodynamischen Gleichgewichts. Er berücksichtigte die Opazitäten von etwa einer Million atomarer Linien. Als variable Parameter gehen die effektive Temperatur, die Oberflächenbeschleunigung und die Elementhäufigkeit ein.

Mit den aus Abschnitt 2.2.3. bestimmten Werten

$$M_1 = 4.7\ M_\odot \qquad R_1 = 4.32\ R_\odot$$
$$M_2 = 1.6\ M_\odot \qquad R_2 = 4.41\ R_\odot$$
$$G = 6.67*10^{-11}\ m^3 kg^{-1}\ s^{-2}$$

sind die Schwerebeschleunigungen für die Primärkomponente g_1 und für die Sekundärkomponente g_2 gegeben als:

$$g_1 = 6.8*10^3\ cm\ s^{-2} \qquad \log g_1 = 3.83$$
$$g_2 = 2.2*10^3\ cm\ s^{-2} \qquad \log g_2 = 3.35$$

In Abbildung 16 ist die in den "high-resolution"-Spektren im Wellenlängenbereich 1250 Å bis 3100 Å gemessenen absolute spektrale Energieverteilung dargestellt; sie wird mit der Energieverteilung der Kurucz-Modellatmosphäre verglichen. Dabei wurden folgende Werte verwendet:

T_1 = 11000 K ; $\log g_1$ = 4.0
T_2 = 5500 K ; $\log g_2$ = 3.50

Die Punkte in Abbildung 16 geben die Meßwerte, die Linie die Kurucz-Modellatmosphäre wieder.

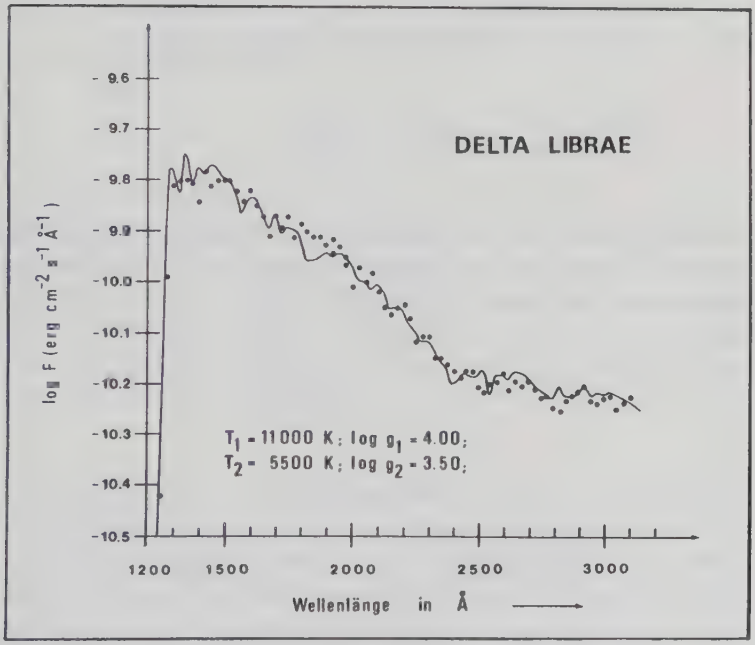


Abbildung 16: Spektrale Energieverteilung von δ Librae im Vergleich mit der Energieverteilung einer Kurucz-Modellatmosphäre für T_1 =11000 K, T_2 =5500 K, log g_1 =4.0 und log g_2 =3.50.

2.3.5. Bestimmung der Entfernung mit Hilfe von UV-Beobachtungen

Die Leuchtkraft eines Sterns

$$L = 4 \pi R^2 * F^{Stern} \qquad \text{in erg sec}^{-1}$$

gibt den Strahlungsstrom F^{Stern} an der Sternoberfläche (R=Radius) in den Einheiten erg cm^{-2} sec^{-1} an. Der Strahlungsstrom F^{Erde} am Ort der Erde pro cm^2 Flächeneinheiten berechnet sich zu:

$$F^{Erde} = \frac{L}{4 \pi d^2} = F^{Stern} * \frac{R^2}{d^2} \qquad \text{in erg sec}^{-1}$$

Hierbei bedeutet d die Entfernung zum Stern. Da es sich bei δ Librae um ein Doppelsternsystem handelt, muß auch der Beitrag der Sekundärkomponente berücksichtigt werden:

$$F^{Erde} = F_1 * \frac{R_1^2}{d^2} + F_2 * \frac{R_2^2}{d^2}$$

Der mit Hilfe der Kurucz-Modellatmosphären und den Sternradien berechnete Strahlungsstrom unterscheidet sich von dem auf der Erde gemessenen Strahlungsstrom nur um den additiven Faktor 2 log d, der ein Maß für die Entfernung von δ Librae ist. Im Wellenlängenbereich von 1250 bis 3100 Å wurde die Differenz aus dem Logarithmus des Strahlungsstroms der Kurucz-Modellatmosphäre log F^{Kurucz} und dem Logarithmus aus dem gemessenen Strahlungsstrom log F^{Erde} in Intervallen von 25 Å bestimmt.

$$\Delta F = \frac{\sum_{\tau=1}^{n} (\log F_{\tau,\star}^{Kurucz} - \log F_{\tau}^{Erde})}{n} = 2 \cdot \log d$$

mit : $\log F_{\star}^{Kurucz} = \log(F_1^{\tau} R_1^2 + F_2^{\tau} R_2^2)$

R_1, R_2 in Sonnenradien

τ laufende Nummer der Intervalle

Als Entfernung d berechnet sich somit:

$$d = 139 \text{ pc} \pm 18 \text{ pc}$$

Dieser Wert für die Entfernung von δ Librae stimmt sehr gut mit den in Abschnitt 2.2.4. berechneten Werten überein. Die trigonometrische Parallaxe von δ Librae wird im "Yale General Catalogue of Trigonometric Stellar Parallaxes" mit 0."021 ± 0."013 angegeben. Diese Parallaxe ist wegen des hohen Fehlers von geringer Bedeutung. Die Ergebnisse dieser Arbeit favorisieren eine Entfernung zwischen 120 pc und 170 pc.

2.4. Analyse der spektralen Intensitätsverteilung im Wellenlängenintervall von 1250 Å bis 5 µm

Um Aussagen über den Kontinuumsverlauf von δ Librae im Wellenlängenbereich von 1250 bis 9000 Å zu treffen, wurde der absolute Fluß von δ Librae aus den photoelektrischen Messungen von Koch (1962) und Needham et. al. (1980) bestimmt.

Für die Umrechnung der photoelektrischen Helligkeiten in absolute Flüsse gilt nach Lamla (1982):

$$\log F_\lambda = -0.4\, m_\lambda + \log F_\lambda (0\ \text{mag})$$

In Tabelle 15 sind die Filter, die isophoten Wellenlängen, die Logarithmen der absoluten Flüsse eines Vergleichsterns 0-ter Größe, die scheinbaren Helligkeiten m_λ von δ Librae und die Logarithmen der entsprechenden absoluten Flüsse F_λ angegeben.

Tabelle 15: Photoelektrische Flußkalibrierung

	Wellenlänge λ in Å	log F_λ(0mag)	m_λ (δ Librae)	log F_λ (δ Librae)
U	3600	- 8.37	4.80	-10.290
B	4400	- 8.19	4.91	-10.154
V	5500	- 8.43	4.92	-10.398
R	7100	- 8.76	4.85	-10.700
I	8800	- 9.08	4.84	-11.016
J	12500	- 9.51	4.83	-11.442
H	16200	- 9.92	4.63	-11.772
K	22000	-10.41	4.60	-12.250
L	35000	-11.15	4.61	-12.994
M	50000	-11.70	4.70	-13.580

Die Abbildung 17 zeigt die spektrale Intensitätsverteilung von δ Librae im Wellenlängenbereich von 1250 Å bis 5 µm zusammen mit der Energieverteilung der Kurucz-Modellatmosphäre für:

$T_1 = 11000$ K $\log g_1 = 4.0$ $R_1 = 4.3\ R_\odot$
$T_2 = 5500$ K $\log g_2 = 3.50$ $R_1 = 4.4\ R_\odot$

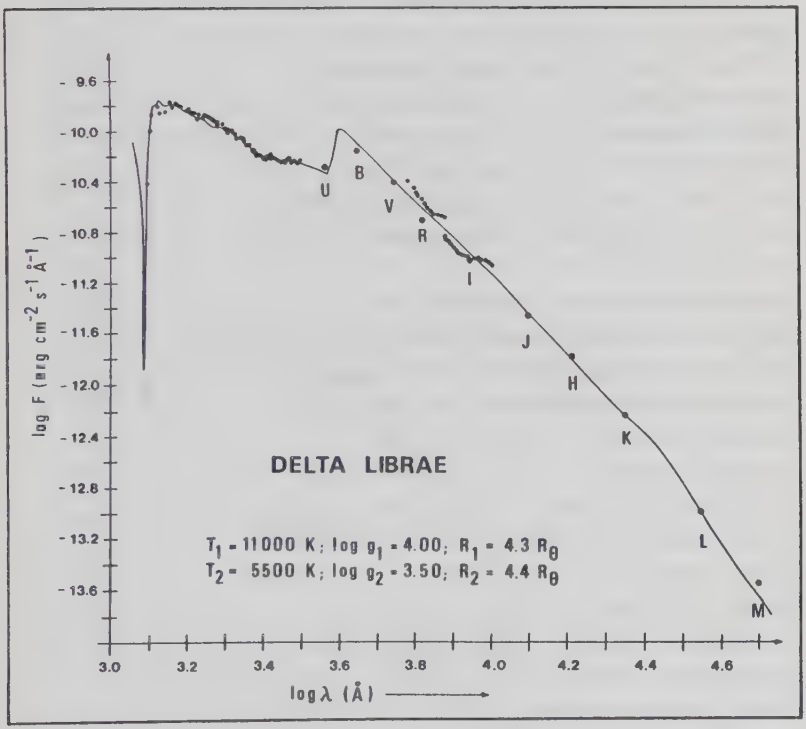


Abbildung 17: Spektrale Intensitätsverteilung im Wellenlängenbereich von 1250 Å und 5 µm mit der im Text beschriebenen Kurucz-Modellatmosphäre.

Die spektrale Intensitätsverteilung von δ Librae kann durch die Überlagerung der Kurucz-Modellatmosphären beider Doppelsternkomponenten gut wiedergegeben werden. Die UV-Spektren, die RETICON-Spektren und die photoelektrischen Messungen, die in Abbildung 17 verwendet wurden, sind Beobachtungen nahe der Quadratur, sodaß der Fit nicht durch Bedeckungseffekte beeinträchtigt wird. Ändert man in der Kurucz-Modellatmosphäre von Abbildung 17 die Temperatur T_1 um 500 K, so zeigt sich eine deutliche Abweichung von der gemessenen spektralen Intensitätsverteilung. Die Variation von log g_1 und log g_2 um 1.0 zeigt im Wellenlängenbereich von 1300 Å bis 3000 Å keine wesentlichen Veränderungen im Gradienten der Kurucz-Modellatmosphäre. Da die Temperatur der Sekundärkomponente erheblich kleiner als die Temperatur der Primärkomponente ist, trägt die Sekundärkomponente zum Strahlungsfluß im Spektralbereich zwischen 1300 Å und 3000 Å zur Kurucz-Modellatmosphäre nur wenig bei.

Kleine Abweichungen zwischen der Modellatmosphäre und den Messungen sind im Wellenlängenbereich von 6000 Å bis 8700 Å zu erkennen. Diese Abweichungen sollten Kalibrierungsungenauigkeiten an den Rändern der RETICON-Spektren vom 3.2.85 und 4.2.85 sein (vergleiche Tabelle 6).

2.5 Diskussion des Entwicklungszustandes von δ Librae

2.5.1. Massen und Radien der beiden Komponenten

In Kapitel 2.2.3. wurden die absoluten Dimensionen für das Doppelsternsystem δ Librae abgeleitet. Die Masse M_1=4.7 $M_\odot$ und der Radius R_1=4.32 $R_\odot$ der Primärkomponente sind, wie Tomkin (1978) schon bemerkte, für einen A0 Hauptreihenstern zu groß. Nach Landolt-Börnstein (1982) sollte ein Hauptreihenstern der Spektralklasse A0 eine Masse von 2.9 $M_\odot$ und einen Radius von 2.4 $R_\odot$ besitzen, während ein typischer Hauptreihenstern der Spektralklasse B 5 eine Masse von 5.9 $M_\odot$ und einen Radius von 3.9 $R_\odot$ hat. Unsicherheiten in der Spektralklassifikation wie zum Beispiel bei U Cep,- einem δ Librae ähnlichen Algolsystem (Spektralklasse A0),- können nach Tomkin (1978) die Diskrepanz im Fall von δ Librae nicht erklären, da Roman (1956) und Sahade und Hermandez (1963) in der Spektralklassifikation von δ Librae übereinstimmen. Tomkin (1978) widersprach auch der alternativen Überlegung, daß die Primärkomponente eines Algolsystems, die nach extremem Massenaustausch entstanden ist, eine andere innere Struktur besitzt als ein einzelner Hauptreihenstern. Als Gegenbeispiel führt Tomkin (1978) AS Eri an, dessen Sekundärkomponente ebenfalls das Roche-Volumen ausfüllt. Die Masse und der Radius sind nach Popper (1973) konsistent mit der Spektralklassifikation. In Tabelle 16 sind die Massen und Radien typischer B 5 und A 0 Sterne zusammen mit der Masse und dem Radius der Primärkomponente von δ Librae angegeben. Die Spalte 1 enthält den Spektraltyp, die Spalten 2, 3 und 4 enthalten die Massen der den Spektraltypen entsprechenden Hauptreihensterne, Riesen und Überriesen nach Landolt-Börnstein (1982). In den Spalten 6, 7 und 8 findet man die zugehörigen Radien. Zum Vergleich sind in Spalte 5 und 9 die Masse und der Radius der Primärkomponente von δ Librae angegeben. Man erkennt, daß die Masse der Primärkomponente etwas größer ist als die typische Masse eines A 0 Riesen, wäh-

Tabelle 16: Massen und Radien von A0 und B5 Sternen nach Landolt-Börnstein (1982).

	Masse in $M_\odot$				Radius in $R_\odot$			
Sp	V	III	I	M_1 (δ Librae)	V	III	I	R_1 (δ Librae)
B5	5.9	7	20		3.9	8	50	
				4.7				4.32
A0	2.9	4	16		2.4	5	60	

rend der Radius der Primärkomponente von δ Librae mit 4.32 $R_\odot$ etwas kleiner ist als der Radius eines A0 Riesen. Eine Überprüfung der Spektralklassifikation an Hand des Seitterschen Spektralatlas (1970) mit Hilfe der Intensitätsverhältnisse von H_β und H_α (vergleiche Kapitel 2.2.2.4) unterstützt die Spektralklassifikation der Primärkomponente von δ Librae als einen A0 Hauptreihenstern.

2.5.2. Der Entwicklungszustand der Primärkomponente

Am Anfang der Sternentwicklung steht der dynamische Kollaps einer interstellaren Gas- und Staubwolke, gefolgt von der Kontraktion zur Hauptreihe mit einer thermischen Helmholtz-Kelvinschen Zeitskala. Zu Beginn der Kontraktionsphase ist das Kerngebiet des Protosterns bereits vollständig ionisiert, so daß das Anwachsen der Zentraltemperatur den anfänglichen Kollaps der protostellaren Materie bremsen kann. Quasi-hydrostatische Kontraktion setzt sich solange fort, bis die Temperatur im Kern zur Zündung des zentralen Wasserstoffbrennens ausreicht und das Hauptreihenstadium erreicht ist. Im Kern wird Wasserstoff zu Helium fusioniert. Der Stern befindet sich über 90 % seiner gesamten Lebensdauer in dieser stabilen Gleichgewichtskonfiguration, bis der gesamte Wasserstoff im Kern (etwa 10 % der Gesamtmasse) in Helium umgewandelt ist. Danach kontrahiert das Kerngebiet relativ schnell, und der Stern bewegt sich von der Hauptreihe weg; das Wasserstoffbrennen verlagert sich in eine den Heliumkern umgebende Schale. Sobald der Wasserstoff-Anteil in der dünner werdenden und weiter nach außen wandernden brennenden Schale auf einen bestimmten kritischen Wert sinkt, kann das thermische Gleichgewicht nicht mehr aufrechterhalten werden, der Heliumkern kontrahiert, und die Hülle dehnt sich aus. Im HRD durchquert der Stern die Hertzsprung-Lücke und entwickelt sich in das Rote-Riesen-Stadium. Der Stern hat am Ende dieser Expansionsphase seinen maximalen Radius erreicht. Ein weiteres relativ lang andauerndes stabiles Stadium beginnt, wenn im Kern das Heliumbrennen gezündet hat und gleichzeitig eine noch dünne Wasserstoffschale brennt. Theoretische Entwicklungswege für Sterne mit Massen zwischen 0.5 $M_\odot$ und 15 $M_\odot$ im Vor-Hauptreihenstadium und Nach-Hauptreihenstadium wurden von Iben (1965 a,b; 1966 a,b,c; 1967 a,b) gerechnet.

Für die Entwicklung von Komponenten enger Doppelsterne ist die Än-

derung des Radius als Funktion der Zeit von entscheidender Bedeutung. In Abbildung 18a ist diese für das Beispiel eines Sterns mit 5 Sonnenmassen dargestellt. Charakteristisch in Ibens Entwicklungsrechnungen sind die Radien R^0 zu Beginn der Hauptreihenphase, sowie das erste lokale Maximum des Radius R^I nach Ende des zentralen Wasserstoffbrennens und das Maximum R^{II} bei Zünden des Heliumbrennens im Kern, das nach der Entwicklung in das Stadium des Roten Riesen erreicht wird. Die Interpolationsformeln, die die Abhängigkeit der Radien R^0, R^I und R^{II} von der Masse liefern, wurden von Plavec (1968) aus den Rechnungen von Iben abgeleitet:

$$\log R^0 = 0.63 \log M - 0.08$$
$$\log R^I = 0.82 \log M + 0.05$$
$$\log R^{II} = 1.80 \log M + 0.65$$

Nach diesen Interpolationsformeln ergeben sich für die Primärkomponente von δ Librae mit der aus 2.2.3 abgeleiteten Masse $M_1 = 4.7\ M_\odot$ die charakteristischen Radien zu:

$$R^0 = 2.21\ R_\odot$$
$$R^I = 3.99\ R_\odot$$
$$R^{II} = 72.40\ R_\odot$$

Vergleicht man diese Radien mit dem Radius der Primärkomponente von δ Librae, der in Kapitel 2.2.3 zu $R_1 = 4.32\ R_\odot$ bestimmt wurde, so zeigt sich, daß die Primärkomponente von δ Librae ihren kritischen Radius R^I von 3,99 $R_\odot$ überschritten hat. Damit sollte sie das Ende des zentralen Wasserstoffbrennens erreicht und das Wasserstoff-Schalenbrennen gezündet haben. Man würde hier somit einen Stern beobachten, der im HRD die Hertzsprung-Lücke durchquert und sich in das Rote-Riesen Stadium bewegt. Einen Stern in dieser Phase zu beobachten ist sehr bedeutend, da sich nach Hofmeister et al. (1964 a,b,c) und Kippenhahn et al. (1965) ein Stern mit 5 $M_\odot$ in nur $0.3 * 10^7$ Jahren durch die Hertzsprung-Lücke in

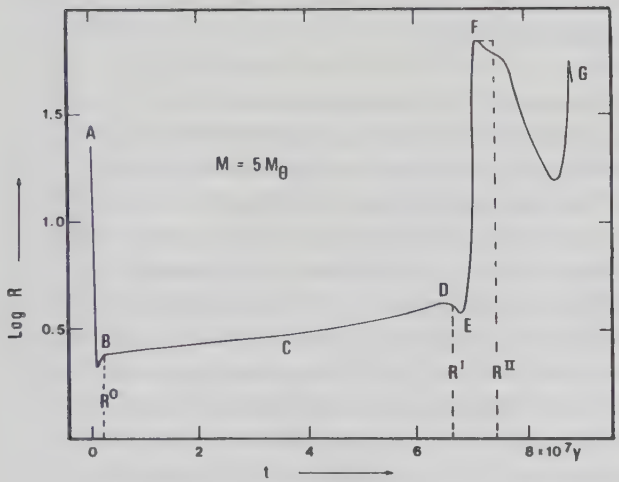


Abbildung 18a: Zeitliche Änderung des Radius eines Sterns mit $5M_\odot$ nach Iben(1974).

das Rote-Riesen-Gebiet des HRD entwickelt, während die Verweilzeit auf der Hauptreihe für den gleichen Stern etwa $6.6 * 10^7$ Jahre beträgt.

2.5.3. Ein möglicher Entwicklungsweg des Doppelsternsystems δ Librae

Nach den Gesetzen der Sternentwicklung durchläuft ein Stern umso schneller aufeinanderfolgende Entwicklungsstadien, je größer seine Gesamtmasse ist. Vergleicht man die in Kapitel 2.2.3 abgeleiteten Dimensionen der beiden Komponenten des Doppelsternsystems δ Librae, so erkennt man, daß die massereichere Primärkomponente weniger weit entwickelt ist als die masseärmere Sekundärkomponente. Dieses Verhalten bezeichnet man als das sogenannte Algol-Paradoxon. Parenago und Massevitch (1951) entdeckten als erste, daß masseärmere Komponenten von Algolsystemen bedeutend größere Leuchtkräfte und Radien als normale Hauptreihensterne derselben Masse besitzen und deshalb weiter entwickelt sind als ihre massereicheren Begleiter, die sich noch auf der Hauptreihe befinden. Auch Sirius zeigt zusammen mit seinem Begleiter Sirius B dieses Verhalten. Sirius B ist ein Weißer Zwerg von etwas weniger als einer Sonnenmasse, während Sirius A alle Eigenschaften eines normalen wasserstoffbrennenden Hauptreihensterns besitzt. Crawford (1955) interpretierte dieses Verhalten folgendermaßen: die einzelnen Komponenten eines Doppelsternsystems entwickeln sich wie Einzelsterne, solange keine Wechselwirkung zwischen den beiden Komponenten besteht. Im Unterschied zu Einzelsternen steht Komponenten von Doppelsternsystemen aufgrund der Gravitationswechselwirkung und der Fliehkräfte kein beliebig großes Volumen zur Verfügung. Die maximale Größe jedes Sterns ist durch seine Roche-Grenze bestimmt. Damit ist das größtmögliche erlaubte Volumen festgelegt. Die Komponente eines engen Doppelsternsystems kann im Verlauf ihrer Entwicklung so weit expandieren, bis sie ihre Roche-Grenze erreicht und damit zur Kontaktkomponente wird. Hat der Begleiter seine Roche-Grenze und damit sein größtes erlaubtes Volumen noch nicht ausgefüllt, so überträgt die zu diesem Zeitpunkt noch massereichere Komponente Materie über den inneren Lagrange-Punkt L_1 auf die andere Komponente. Crawford erkannte, daß die

ursprünglich massereicheren Komponenten im Laufe ihrer Entwicklung einen relativ großen Teil ihrer Masse entweder ganz oder teilweise an den Begleiter abgeben oder daß die Masse von dem Gesamtsystem verloren wird. Im Doppelsternsystem δ Librae ist (vergleiche Kapitel 2.2.3) die masseärmere Sekundärkomponente weiterentwickelt als die massereichere Primärkomponente. δ Librae kann somit als ein typisches Algolsystem interpretiert werden, in dem die Phase des ersten Massenaustausches beendet ist. Dementsprechend sollte sich die Primärkomponente auf der Hauptreihe befinden. Wiederholt muß darauf hingewiesen werden (vergleiche Kapitel 2.5.2), daß die Primärkomponente etwas über der Hauptreihe liegt. Die bisherigen Spektralklassifikationen von δ Librae ebenso wie die Spektralklassifikation dieser Arbeit deuten auf einen A0 V Stern. Demgegenüber stehen die Werte der Masse , des Radius, der Leuchtkraft und des Farbindex (U-B) (Blanco et al.; 1968), die eher auf die Leuchtkraftklasse IV deuten.

In Abbildung 18b) wurden die Massen von Hauptreihen - Sternen in Abhängigkeit des Spektraltyps nach Landolt-Börnstein (1982) durch ein Histogramm dargestellt. Außerdem wurden die halbgetrennten Systeme aus den Katalogen von Koch et al. (1970) und Popper (1980) eingetragen, deren Massen in den Katalogen von Batten (1978) und Popper (1980) publiziert waren. δ Librae besitzt dementsprechend eine deutlich größere Masse als ein vergleichbarer Hauptreihenstern. Ähnliches gilt für U CrB und möglicherweise für TU Mon. Dies kann bedeuten, daß sich in diesen Systemen ebenfalls die Primärkomponenten von der Hauptreihe weg entwickelt haben.

Ein Vergleich von neuen Spektren von δ Librae im Wellenlängenintervall von 3800 Å bis 4800 Å mit dem Spektralatlas von Yamasahita et al. (1978) könnte obige Interpretation erhärten, obwohl der Unterschied der Spektren zwischen den Leuchtkraftklassen III, IV und V bei A0 Sternen sehr gering ist. Dies würde bedeu-

ten, daß der Entwicklungszustand von δ Librae einen relativ seltenen Fall repräsentiert, indem die Entwicklung der heutigen Primärkomponente mit der raschen Phase der Entwicklung von der Hauptreihe weg begonnen hat.

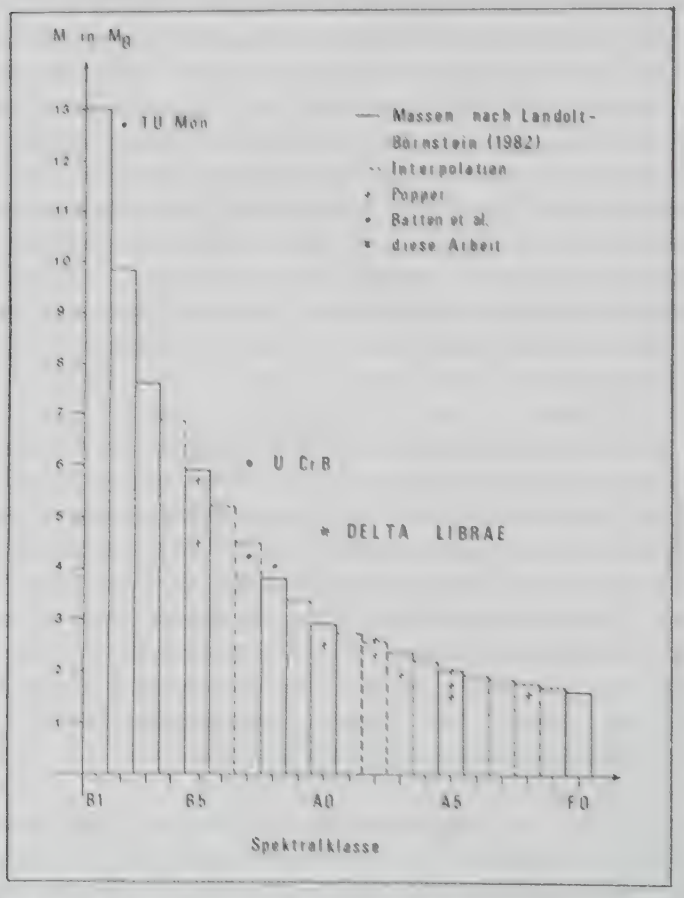


Abbildung 18b: Vergleich der Massen von Hauptreihensternen in Abhängigkeit des Spektraltyps nach Landolt Börnstein (1982; Histogramm) mit Massen von halbgetrennten Systemen (•,*,+).

3. Analyse des Bedeckungsveränderlichen μ Sagittarii

3.1. Allgemeiner Überblick

μ Sagittarii (HD=166937) wurde 1904 durch Frost und Adams als spektroskopischer Doppelstern entdeckt, in dessen Spektrum nur die Linien der leuchtkräftigeren Komponente zu beobachten waren. In Tabelle 17 sind die Rektaszension α, die Deklination δ für das Jahr 1950, die galaktische Breite b und die galaktische Länge l enthalten. Tabelle 18 enthält die verschiedenen Katalog-Bezeichnungen von μ Sagittarii.

Tabelle 17: Koordinaten von μ Sagittarii

α (1950.0)	=	18h 10m 46.''952
δ (1950.0)	=	-21° 04' 25.''46
b	=	10°.01
l	=	-1°.60

Tabelle 18: Bezeichnungen für μ Sagittarii

BD	-21° 4908 A
CSI	-21° 4908 1
HD	166 937
SAO	186 497
ADS	111 69A
HR	6812
MU SGR	
13 SGR	

Die scheinbare visuelle Helligkeit von μ Sagittarii beträgt $3.^m 9$. Morgan und Elvey (1938) entdeckten 1938 mit Hilfe photoelektrischer Beobachtungen ein Absinken der visuellen Helligkeit um $0.^m 14$ über einen Zeitraum von 20 Tagen, was als Bedeckung gedeutet wurde. Die ersten Bahnberechnungen wurden von Ichinohe 1907 durchgeführt. Unter Verwendung von Spektrogrammen aus den Jahren 1904 bis 1907 bestimmte er die Bahnperiode zu 180.2 Tagen. Eine vollständige Neubearbeitung der von Ichinohe verwendeten Spektrogramme wurde von Kohl (1932) durchgeführt. Sie ergab eine Bahnperiode von 180.45 Tagen. Lowen (1950) bestimmte die Bahnperiode mit Hilfe von 20 Mount Wilson Coudé-Spektren, die in den Jahren zwischen 1939 und 1949 aufgenommen wurden, zu 180.55 Tagen. Er entdeckte variable Emissionskomponenten an beiden Seiten der Absorptionskomponente von H_α und eine Störung der Absorption von H_β durch Emission. Plavec und Harlan (Polidan und Plavec, 1984) beobachten zur Zeit μ Sagittarii mit Hilfe des Lick 3m Shane Teleskops, so daß in naher Zukunft neue Bahnberechnungen möglich sind. Alle bisherigen Beobachter von μ Sagittarii stimmen in der Spektralklassifikation der Primärkomponente (B 8 Iap) überein. Bei Sternen dieses Typs tritt unter anderem ein beträchtlicher Massenverlust durch Sternwind auf. Erste Berechnungen der Massenverlustraten von μ Sagittarii wurden von Barlow und Cohen (1977) durchgeführt. Aus Infrarot-Beobachtungen leiteten sie eine Massenverlustrate von $1.1 * 10^{-6}$ $M_\odot$ /yr ab. Lamers (1981) berechnete aus der Leuchtkraft, dem Radius und der Masse der Primärkomponente eine Massenverlustrate von $1.4 * 10^{-6} M_\odot$/yr. Als weiteren Nachweis für die Existenz von Massenverlust diente 1980 die Entdeckung von P Cygni-Linienprofilen in den IUE "high - resolution" Spektren durch Dorren, Guinan und Sion. Plavec und Weiland beobachteten 1980 mit dem Copernicus Satelliten ein Abweichen der Intensitätsverteilung von der Intensitätsverteilung eines B 8 Überriesen im Wellenlängenbereich kleiner 1600 Å. Sie interpretierten dieses Verhalten mit der Existenz eines heißen Begleiters. Weitere Untersuchungen von Polidan und Plavec (1984) mit Hilfe von Copernicus-, IUE- und

Voyager Beobachtungen bestätigten die Ergebnisse von Plavec und Weiland. Ein Vergleich der beobachteten Spektralenintensitätsverteilung mit Modellatmosphären von Kurucz, (Polidan und Plavec, 1984) deuten auf einen B1.5 Hauptreihenstern als Begleiter des B 8 Überriesen hin.

3.2. Optische Beobachtungen

3.2.1 Photometrische Beobachtungen

Erste photoelektrische Beobachtungen von μ Sagittarii wurden von Morgan und Elvey 1938 durchgeführt. Sie berichteten von einer Helligkeitsschwankung von 0.14 Größenklassen. Der Mittelpunkt der Bedeckung, die 20 Tage dauerte, war am 1. Juni 1938 (JD=2429051). In Abbildung 19 ist die Lichtkurve von Morgan und Elvey dargestellt. Die Abszisse plus 2420000 gibt das Julianische Datum der Beobachtung wieder. Auf der Ordinate sind photoelektrische Helligkeiten angegeben. Der Nullpunkt der Helligkeitsskala wurde willkürlich gewählt.

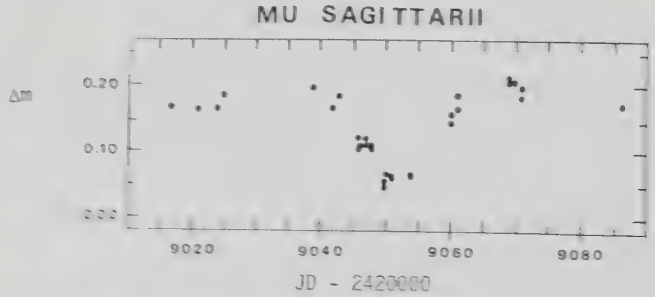


Abbildung 19: Photoelektrische Lichtkurve von Morgan und Elvey (1938).

Hall (1941) beobachtete μ Sagittarii 1941 mit Hilfe eines rotempfindlichen Photometers und fand am 20. Mai 1941 eine Helligkeitsabnahme von 0.13 Größenklassen. 1963 beobachteten Cousins und Stoy (Cousins, 1963; Cousins und Stoy, 1963) optische Variationen von 0.1 Größenklassen. Da die Sekundärkomponente ein massereicher Stern von etwa 13 - 14 Sonnenmassen ist (vergleiche Kapitel 3.5.1.) und ferner Infrarot Beobachtungen kein Anzeichen einer kühlen Riesenkomponente zeigen, schlugen Polidan und Plavec (1984)

vor, diese Helligkeitsschwankung als Bedeckung des Überriesen durch einen kleinen aber heißen Hauptreihenstern zu deuten. Es ist nicht auszuschließen, daß Helligkeitsoszillationen im B 8 Überriesen auftreten. Trotzdem plädieren Polidan und Plavec (1984) für eine Bedeckung, da die Phase mit der Periode von 150.55 Tagen gut vereinbar ist.

Erneute photoelektrische Beobachtungen wurden von Dorren und Guinan im September und Oktober 1979 bei einer Wellenlänge von 6585 Å durchgeführt. Sie erkannten eine Helligkeitsschwankung von 0.08 Größenklassen bei der Bahnphase von Φ=0.57. Dorren et al. (1980) berechneten die Bahnphase aus den Elementen:

$$T = JD\ 2444035.^{d}0 + 180.^{d}55 * E$$

3.2.2. Spektrokopische Beobachtungen

Die veränderliche Radialgeschwindikeit von μ Sagittarii wurde von Frost und Adams (1904) entdeckt. Eine erste Bahnbestimmung unter Verwendung von Spektrogrammen aus den Jahren 1904 bis 1907 wurde von Ichinohe (Kohl, 1932) durchgeführt und von Kohl (1932) überarbeitet. Die Radialgeschwindigkeitsmessungen von Ichinohe sind in Abbildung 20 durch Punkte dargestellt. Die Bahnelemente von μ Sagittarii wurden durch Lowen (1950) mit Hilfe von 20 Mount Wilson Coudé-Spektren bestimmt. Es ergaben sich folgende Werte:

$P = 180.^{d}55$	$\omega = 79°2 \pm 0.2$
$K = 56.8 \pm 0.7$ km/s	$T = JD\ 2423632.^{d}21 \pm 0.75$
$\gamma = -2.7$ km/s	$a*\sin i = 129.55 * 10^{6}$ km
$e = 0.395 \pm 0.001$	$f(M) = 2.67\ M_{\odot}$

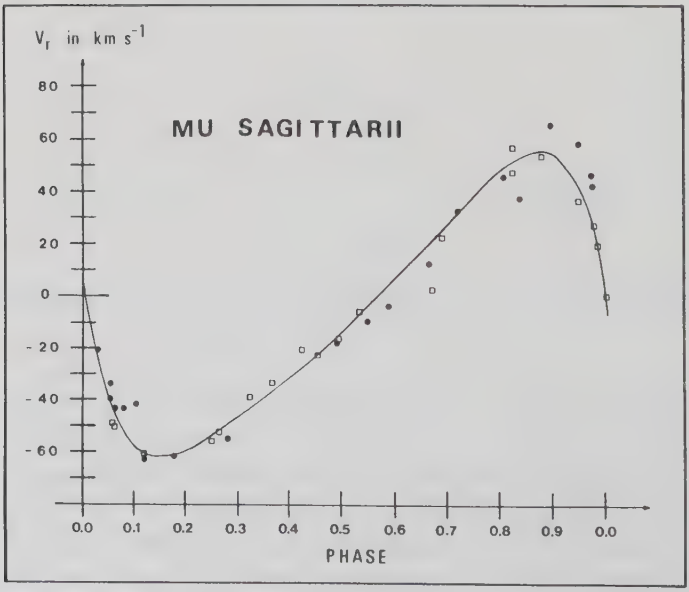


Abbildung 20: Die Radialgeschwindgkeitskurve von μ Sagittarii. Die Punkte bedeuten Radialgeschwindikeitsmessungen von Ichinohe (Kohl, 1932), die Rechtecke Radialgeschwindigkeitsmessungen von Lowen (1950).

Die Radialgeschwindigkeitsmessungen von Lowen (1950) sind in Abbildung 20 durch Rechtecke gekennzeichnet.

Aus den Radialgeschwindigkeitsmessungen und den von Lowen bestimmten Systemparametern ergibt sich für μ Sagittarii das in Abbildung 21 dargestellte Bild der Bahn. Die mit den Pfeilen gekennzeichneten Bahnphasen zeigen die relativen Positionen der Komponeten für die in Kapitel 3.3. verwendeten UV-Spektren.

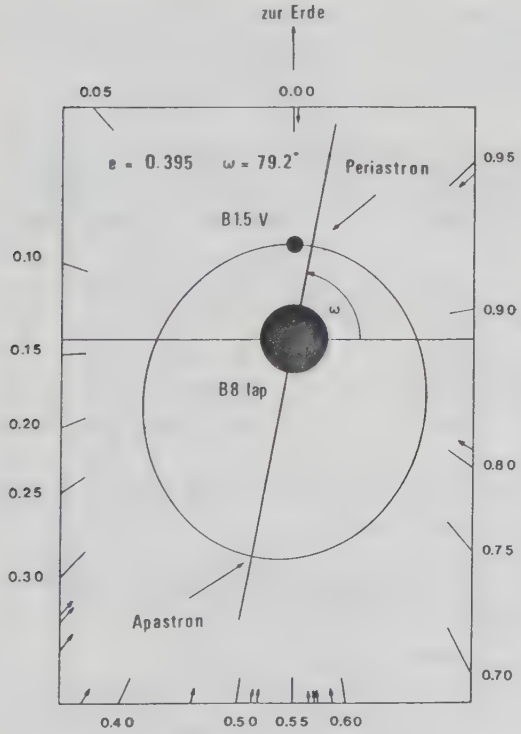


Abbildung 21: Die relative Bahnbewegung von μ Sagittarii.

Durch Lösen der Kepler-Gleichung berechnet sich für den Mittelpunkt der Bedeckung des B 1.5 Hauptreihensterns durch den Überriesen:

$$\nu = 190.^{\circ}8$$
$$t = 101.^{d}6 \quad \text{(nach dem Periheldurchgang)}$$
$$t = 99.^{d}4 \quad \text{(nach dem Hauptminimum)}$$
$$\Phi = 0.551$$

Der berechnete Wert $\Phi = 0.551$ für die Bedeckung im Nebenminimum liegt zwischen den berechneten Werten von Polidan und Plavec (1984) $\Phi = 0.522$ und Dorren et al. (1980) $\Phi = 0.57$.

Damit sollte man zu folgenden Zeiten Bedeckungen beobachten.

Bedeckung des Überriesen:	Bedeckung des Hauptreihensterns:
12. Mai 1986	22. Januar 1986
8. November 1986	22. Juli 1986
8. Mai 1987	18. Januar 1987
4. November 1987	18. Juli 1987
3. Mai 1988	14. Januar 1988

Allgemein kann man das Julianische Datum der Bedeckung des Hauptreihensterns berechnen durch:

$$T_{(\text{Nebenminimum})} = \text{JD}2446273.^{d}18 + n*180^{d}.55$$

mit $n \in N$

3.3. Anlyse der UV-Beobachtungen

3.3.1. Beobachtungsdaten

1979 und 1984 wurden je ein SWP und LWR IUE-Spektrum von μ Sagittarii mit einem Auflösungsvermögen von 0.1 bis 0.2 Å aufgenommen,

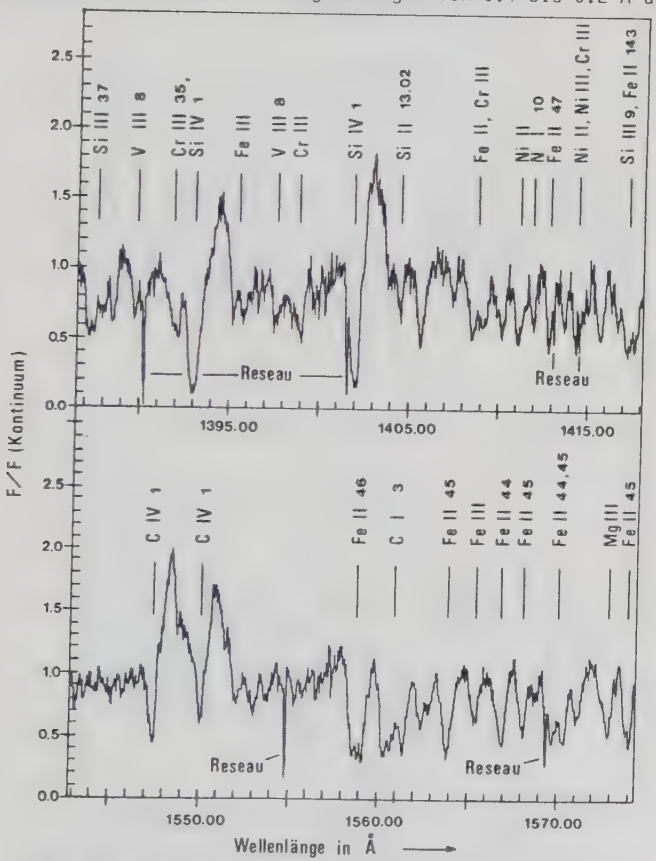


Abbildung 22: IUE UV-Spektren von μ Sagittarii zwischen λ = 1386 Å und λ = 1418 Å und zwischen λ = 1542 Å und λ = 1574 Å mit einer Auflösung von etwa 0.2 Å.

außerdem 1984 mit einer Auflösung zwischen 6 und 7 Å. Die Beobachtungsdaten der UV-Spektren sind in Tabelle 19 aufgeführt. Die einzelnen Spalten beinhalten die Beobachtungszeit, die Belichtungszeit in Sekunden, die Phase, die IUE-Image-Nummer, den beobachteten Wellenlängenbereich und die Dispersion. Die Phasen

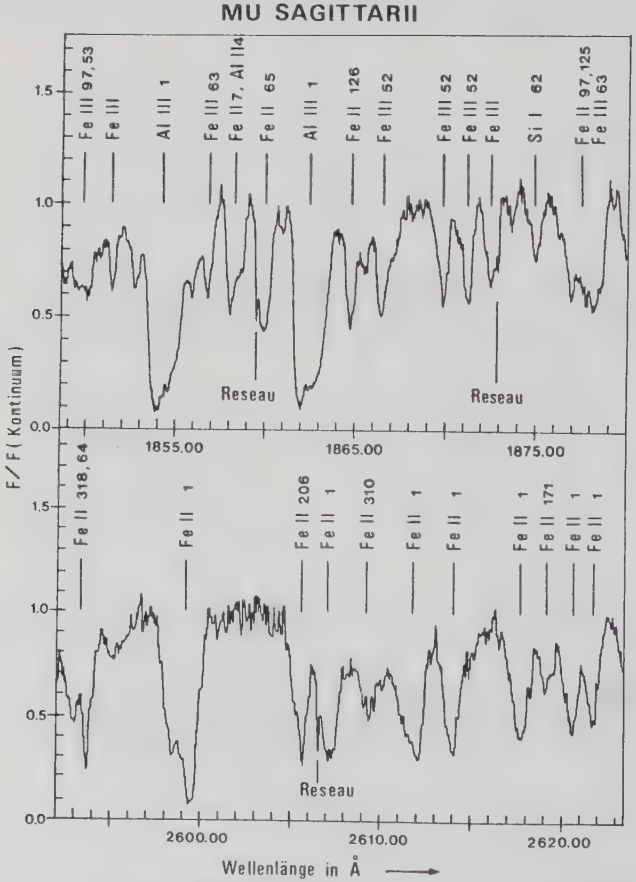


Abbildung 23: UV-Spektren von μ Sagittarii zwischen λ = 1848 Å und λ = 1880 Å und zwischen λ = 2592 Å und λ = 2623 Å mit einer Auflösung von etwa 0.2 Å.

wurden mit den Ephemeriden von Dorren (1980) berechnet.

$$T\,(Min) = JD\ 2444035.0 + 180^{d}.55 * E$$

Zur Analyse der P Cygni-Linienprofile standen zum weiteren die in Tabelle 22 aufgeführten 11 Spektren aus Goddard (GSFC) zur Verfügung.

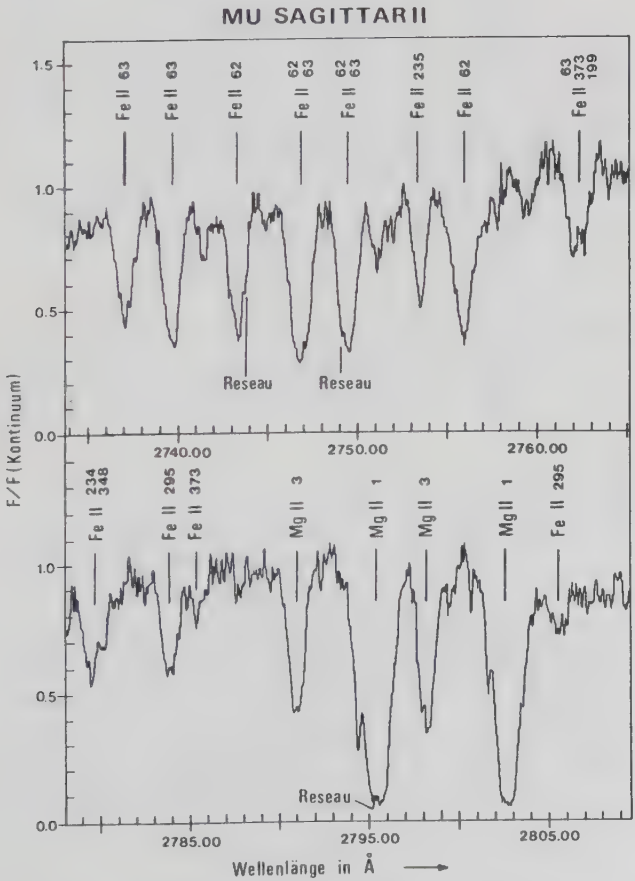


Abbildung 24: UV-Spektren von μ Sagittarii zwischen λ = 2733 Å und λ = 2765 Å und zwischen λ = 2778 Å und λ= 2809.5 Å mit einer Auflösung von etwa 0.2 Å.

Tabelle 19: UV-Beobachtungen von μ Sagittarii

Beobachtungszeit Datum	Zeit(UT) hh mm ss	Belichtungszeit in s	Phase	IUE-Image-Nummer	Wellenlängenbereich	Dispersion	Beobachter
03.11.79	18 11 08	360	0.810	7080	SWP	high	Drechsel
03.11.79	18 19 23	480	0.810	6016	LWR	high	Drechsel
04.03.84	09 11 17	0.5	0.575	2888	LWP	low	Böhnhardt
04.03.84	09 15 00	3	0.575	22405	SWP	low	Böhnhardt
04.03.84	10 08 40	170	0.575	22406	SWP	high	Böhnhardt
04.03.84	10 15 09	675	0.575	2889	LWP	high	Böhnhardt

3.3.2. Identifikation der UV Linien

Die beobachteten Absorptionslinien sind in Anhang 4 aufgeführt. Die einzelnen Spalten beinhalten die beobachteten Wellenlängen der Linienzentren in Å bei Phase $\Phi = 0.810$ und $\Phi = 0.575$, diejenigen Atome und Ionen, die einen möglichen Beitrag zur beobachteten Linie bieten, die Multiplettnummer, die Laborwellenlänge und eine kurze Charakterisierung der Linienstärke. Die Unterscheidung zwischen schwachen, mittleren und kräftigen Linien wurden nach der in Kapitel 2.3.2. beschriebenen Klassifikation getroffen. Zur Identifikation der Linien zwischen 1150 Å und 2000 Å wurde die in Abschnitt 2.3.2. angegebene Literatur verwendet. Von folgenden Atomen und Ionen wurden Linienbeiträge im UV-Spektrum von μ Sagittarii identifiziert:

C I, C II, C III, C IV, N I, N II, O I, Mg I, Mg II, Mg III, Al II, Al III, Si I, Si II, Si III, Si IV, P II, P III, S I, S II, Ti III, V II, V III, Cr II, Cr III, Mn III, Fe I, Fe II, Fe III, Ni II, Ni III.

Ziel der Linienidentifikation war es, eine sehr umfassende Linienidentifikation eines B8 Überriesen zu erhalten.

Den größten Teil der Absorptionslinien in den UV-Spektren bilden Linien von Fe II. In Abbildung 23 (unten) ist ein Teil des Fe II (1)-Multipletts, in Abbildung 24 (oben) ein Teil der Fe II Multipletts 62 und 63 dargestellt. Sehr ausgeprägt ist die Resonanzlinie des einfachionisierten Eisens. In Tabelle 20 sind alle Fe II Multipletts, die in den UV-Spektren von μ Sagittarii identifiziert werden konnten, zusammengestellt.

Neben den h und k-Linien von Mg II die in Abbildung 24 (unten) dargestellt sind, treten die beiden kräftigen Resonanzlinien des

Tabelle 20: Beobachtete Fe II Multipletts im UV-Spektrum von μ Sagittarii*)

1, 2, 3, 8, 9, 32, 36, 42, 43, 44, 45, 46, 47, 60, 61, 62, 63, 64, 68, 78, 87, 91, 103, 115, 125, 126, 130, 143, 144, 145, 148, 149, 152, 158, 159, 161, 163, 165, 171, 174, 175, 177, 178, 179, 180, 190, 193, 195, 196, 199, 200, 201, 205, 205, 206, 207, 208, 209, 215, 216, 217, 218, 221, 222, 224, 230, 231, 233, 234, 235, 236, 238, 240, 241, 243, 244, 252, 254, 255, 257, 258, 259, 260, 261, 263, 266, 267, 268, 276, 277, 279, 280, 283, 284, 285, 294, 295, 296, 299, 300, 301, 309, 310, 316, 318, 319, 320, 321, 326, 329, 330, 339, 341, 343, 348, 349, 356, 357, 363, 373, 375, 379, 380, 382, 383, 385, 399, 410, 417, 418, 427

*) nach der Nomenklatur von Moore (1972)

Al III (1)- Multipletts auf, die in Abbildung 23 (oben) zu sehen sind.

Im UV-Spektrum von μ Sagittarii findet man außerdem P Cygni-Linienprofile von Si IV und C IV. Sie sind in Abbildung 22 dargestellt.

Die kräftigsten UV-Linien sind in Tabelle 21 zusammengefaßt. Die einzelnen Spalten beinhalten die Laborwellenlänge in Å, die identifizierten Atome und Ionen und die Multiplettnummer. Resonanzlinien sind mit R gekennzeichnet.

Tabelle 21: Die kräftigsten Linien im UV-Spektrum von μ Sagittarii

λ Labor	Ion	Multiplett Nr.	Bemerkung
1334.532	C II	1	R
1335.71	C II	1	
1548.185	C IV	1	P-Cygni, R
1550.774	C IV	1	P-Cygni, R
1808.0117	Si II	1	R
1816.9278	Si II	1	
1526.7076	Si II	2	R
1533.4320	Si II	2	
1393.755	Si IV	1	P-Cygni, R
1402.770	Si IV	1	P-Cygni, R
1670.7867	Al II	2	R
1874.716	Al III	1	R
1862.3111	Al III	1	R
2598.369	Fe II	1	R
2797.989	Mg II	1	R
2802.698	Mg II	1	R

3.3.3 Absolute Kalibration der IUE -"high resolution"-Spektren

Bei der Berechnung der absoluten Flüsse von μ Sagittarri für die hochaufgelosten UV-Spektren 7080 (SWP), 6016 (LWR), 22406 (SWP) und 2889 (LWP) wurden die Kalibration von "high resolution"-Spektren durch Cassatella, Ponz und Selvelli (1982) und die in 2.3.3. verwendete Gesetzmäßigkeit von Bohlin (1980) verwendet. Die UV-Spektren wurden zwischen 1200 Å und 3100 Å in äquidistante Intervalle der Große $\Delta\lambda$ =25 Å unterteilt und für jedes Intervall die Zahlraten des Kontinuums in absolute Flüsse umgerechnet. Der Meßfehler der Flux-Numbers FN ist wie in Kapitel 2.3.3. kleiner als $\Delta FN \approx 2000$

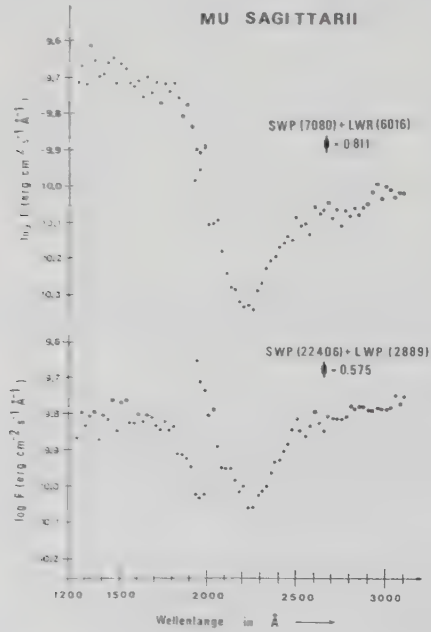


Abbildung 25: Kontinuumsverlauf von μ Sagittarii zwischen 1200 Å und 3100 Å für die Phasen Φ =0.575 und Φ =0.810.

In Abbildung 25 ist der Kontinuumsverlauf von μ Sagittarii zwischen 1200 und 3100 Å für die Phasen Φ=0.575 (IUE-Image-Number 22406, 2889) und Φ =0.810 (IUE-Image-Number 7080, 6016) dargestellt.

In den SWP Spektren fällt der absolute Fluß für

Φ = 0.575	von $1.608.10^{-10}$ erg $cm^{-2}s^{-1}Å^{-1}$	bei 1350 Å
	auf $0.954.10^{-10}$ erg $cm^{-2}s^{-1}Å^{-1}$	bei 1975 Å
Φ = 0.810	von $2.212.10^{-10}$ erg $cm^{-2}s^{-1}Å^{-1}$	bei 1350 Å
	auf $1.269.10^{-10}$ erg $cm^{-2}s^{-1}Å^{-1}$	bei 1975 Å

in dem LWP/LWR-Spektrum

Φ = 0.575	von $1.915.10^{-10}$ erg $cm^{-2}s^{-1}Å^{-1}$	bei 1950 Å
	auf $1.781.10^{-10}$ erg $cm^{-2}s^{-1}Å^{-1}$	bei 3100 Å
Φ = 0.810	von $1.108.10^{-10}$ erg $cm^{-2}s^{-1}Å^{-1}$	bei 1950 Å
	auf $0.951.10^{-10}$ erg $cm^{-2}s^{-1}Å^{-1}$	bei 3100 Å

Während bei der Phase Φ= 0.810 ein stetiger Kontinuumsverlauf zu erkennen ist, zeigt sich im Kontinuumsverlauf von μ Sagittarii bei Phase Φ= 0.575, ähnlich wie im Kontinuumsverlauf von δ Librae, an der Stelle, an der SWP- und LWP-Spektrum zusammentreffen, ein deutlicher Sprung. Um einen geglätteten Verlauf im Kontinuum bei Phase Φ = 0.575 zu erreichen, wurde der absolute Fluß F_λ des LWP-Spektrums wie folgt korrigiert:

$$\log F_{\lambda(\text{korrigiert})} = \log F_{\lambda(\text{LWP})} - 0.3$$

Im folgenden wird ein Fehler von $\pm$ 0.3 für log F_λ bei Phase Φ= 0.575 angenommen.

3.3.4 Entrötung der UV-Spektren

Die Energieverteilung des Kontinuums der UV-Spektren von μ Sagittarii muß wegen der wellenlängenabhängigen Extinktion des Sternlichts korrigiert werden. Ein Indiz für die Stärke der interstellaren Absorption ist das Auftreten der interstellaren Absorptionsbande bei 2200 Å. (Vergleiche Kapitel 2.2.4. und Abbildung 25).

Nandy et al. (1975) veröffentlichte ein interstellares Extinktionsgesetz (Verhältnis Absorption und Farbindex) für den UV- und optischen Bereich, das zur Entrötung der Spektren von μ Sagittarii herangezogen wurde. Mit der empirisch von Nandy et al. (1975) abgeleiteten Beziehung für die interstellare Extinktion ergibt sich die wellenlängenabhängige Extinktion A_λ, mit der die Energieverteilung des Kontinuums korrigiert werden muß. Für die Berechnung des ungeröteten absoluten Strahlungsstromes $F_{korr.}$ aus dem gemessenen Strahlungsstrom $F_{gem.}$ gilt:

$$F_{korr.} = F_{gem.} * 10^{0.4*A_\lambda}$$

Im Trial-Error-Verfahren wurde nun der Farbexzess $E_{(B-V)}$ bestimmt, in dem das UV-Spektrum mit einem geschätzten Startwert von $E_{(B-V)}$ entrötet wurde. War der geschätzte $E_{(B-V)}$ Wert zu groß, so ging das lokale Minimum im Strahlungsstrom in ein Maximum über, war der Startwert für $E_{(B-V)}$ zu klein, so blieb das Minimum bei 2200 Å in abgeschwächter Form erhalten. Die beste Lösung ergab sich bei:

$$E_{(B-V)} = 0.4 \pm 0.05$$

Die Unsicherheit ist eine empirische Angabe, wie gut man benachbarte Werte unterscheiden kann. Plavec et al. (1984) bestimmte den Farbexess $E_{(B-V)}$ zu 0.27 ± 0.05, während ihn Dorren et al. (1980) mit 0.3 angab. In Abbildung 26 ist die interstellare Extinktions-

kurve von μ Sagittarii dargestellt. Sie steigt im Wellenlängenintervall von 1 μm bis 3000Å. Im Wellenlängenintervall von 3000 Å bis zum Maximum bei 2200 Å wird der Gradient der Kurve größer. Anschließend fällt die Kurve bis zu einem lokalen Minimum bei 1700 Å, um dann im fernen UV-Bereich wieder anzusteigen. Die Interpretation dieser Extinktionskurve ist umstritten. Greenberg (1984) gibt folgende Erklärungsmöglichkeit. Er teilt den interstellaren Staub in drei Klassen ein. Der Anstieg im Wellenlängenintervall von 1 μm bis 3000 Å ist auf Teilchen von etwa 10^{-5} cm Radius zurückzuführen. Die Ursache für das lokale Maximum im Wellenlängenintervall von 3000 Å bis 1700 Å spricht er zehnmal kleineren Teilchen aus reinem Kohlenstoff (möglicherweise graphitähnlichem Material) zu. Der Anstieg im Wellenlängenintervall zwischen 1700 Å

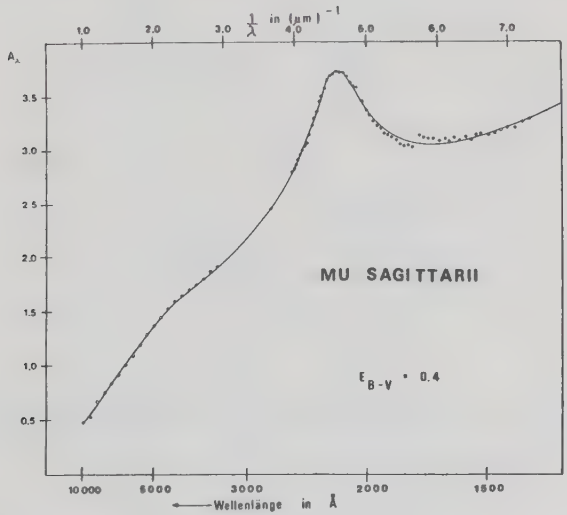


Abbildung 26: Die interstellare Exrinktionskurve nach Nandy et al. (1975) für $E_{(B-V)}=0.4$.

und 1250 Å sollte nach Greenberg durch Silikate verursacht werden.

In Abbildung 27 sind die Logarithmen der absoluten entröteten Flüsse für die Phasen Φ= 0.575 und Φ = 0.810 aufgetragen.

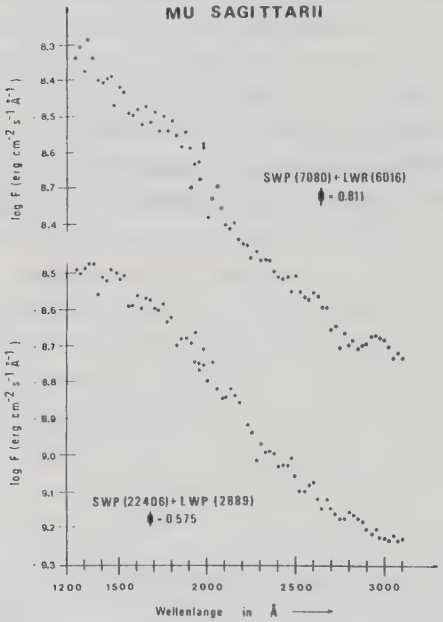


Abbildung 27: Die mit $E_{(B-V)}$= 0.4 entröteten UV-Spektren von μ Sagittarii.

3.3.5. Vergleich der UV-Spektren mit Modellatmosphären von Kurucz

Die Energieverteilung im Wellenlängenintervall von 1250 Å bis 3000 Å wurde bei den Phasen Φ=0.575 und Φ=0.810 mit Modellatmosphärenrechnungen von Kurucz verglichen. Der Gradient der Energieverteilung läßt sich sowohl durch eine Kurucz-Modellatmosphäre mit der Temperatur von 17000 K und log g = 4.0, als auch durch eine Kurucz-Modellatmosphäre mit der Temperatur von 25000 K und log g = 3.0 wiedergeben. In Abbildung 28 ist der entrötete absolute Fluß, zusammen mit den beiden möglichen Modellatmosphären abgebildet. Plavec (1979) entdeckte diese ungewöhn-

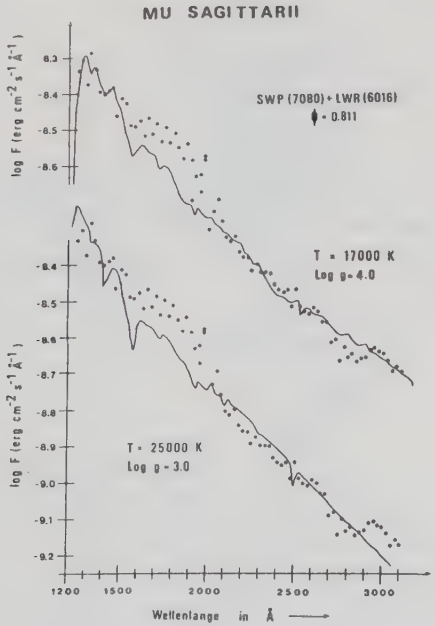


Abbildung 28: Spektrale Energieverteilung für Phase Φ=0.811 mit Modellatmosphären von Kurucz (1979).

liche Tatsache. Er interpretierte diesen Sachverhalt mit der Existenz eines heißen Hauptreihensterns B 3 V als Begleitstern des Überriesen. Um genauere Aussagen über die Sekundärkomponente treffen zu können, wird in Abschnitt 3.4 die spektrale Intensitätsverteilung im Wellenlängenintervall von 1250 Å bis 1 µm untersucht.

3.3.6. Analyse des Sternwindes

3.3.6.1 Theoretische P Cygni-Linienprofile

Abbildung 29 zeigt die qualitative Entstehung von P Cygni-Linienprofilen. Die P Cygni-Linienprofile setzen sich aus einer um die Ruhewellenlänge symmetrischen Emissionslinie und einer relativ zur Laborwellenlänge blauverschobenen Absorptionslinie zusammen. Aufgrund von kontinuierlichem Massenverlust des Sterns bildet sich eine sphärisch - symmetrische expandierende Materiehülle geringer

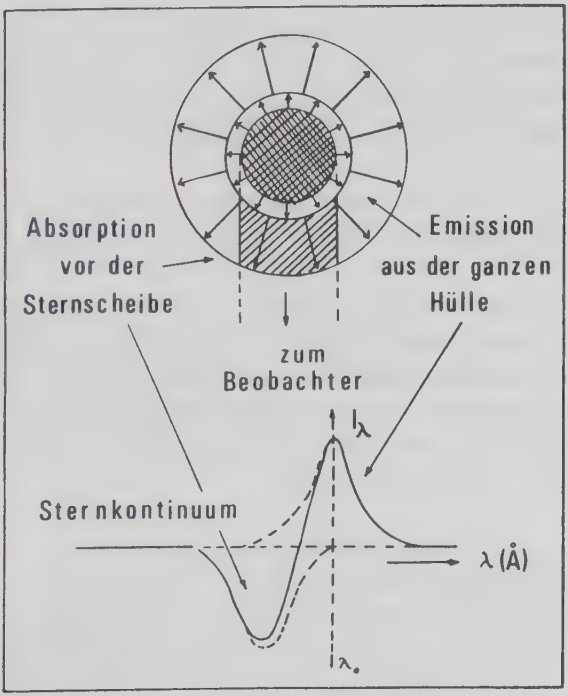


Abbildung 29: Entstehung von P Cygni-Linienprofilen in einer sphärisch-symmetrischen expandierenden Materiehülle.

Dichte um diesen aus. Der vom Beobachter aus gesehen vor der Sternscheibe befindliche Teil der Materiehülle verursacht wegen der Expansion eine gegenüber der Ruhewellenlänge kurzwellig verschobene Absorptionslinie im Kontinuum der Sternstrahlung. Die gesamte optisch dünne Hülle erzeugt ein unverschobenes, symmetrisches Emissionsprofil, das wegen der Expansion Doppler-verbreitert ist. Die Überlagerung der beiden Linien ergibt die beobachteten P Cygni-Linienprofile.

Die in Sternspektren beobachteten Hüllenlinien hängen ab:

- von der Variation der optischen Tiefe in der Linie,
- vom Geschwindigkeitsgradienten des Sternwindes als Funktion des radialen Abstands vom Stern,
- von den Ionisations- und Anregungsbedingungen in der zirkumstellaren Hülle,
- von der radialen Variation der Elektronentemperatur,
- von der radialen Variation der Dichte.

Da es sich bei μ Sagittarii um ein Doppelsternsystem handelt, werden die P Cygni-Linienprofile noch sehr stark von der Sekundärkomponente beeinflußt. Die Sekundärkomponente wird durch ihren Strahlungsstrom und ihre Schwerkraft Teile der Hülle beeinflussen. Wie groß der Einfluß der Sekundärkomponente auf die Struktur der P Cygni-Linienprofile ist hängt ab

- von der Ausdehnung der Hülle
- vom Abstand der beiden Sterne,
- von der Masse und Temperatur der Sekundärkomponente.

3.3.6.2. Phasenabhängige Variation der P Cygni-Linienprofile von C IV und Si IV

In Tabelle 22 sind alle UV-Beobachtungen von μ Sagittarii, die zur Auswertung zur Verfügung standen, zusammengestellt. Darin sind die Beobachtungszeit, die Phase, die IUE-Image-Number, der Wellenlängenbereich, die Dispersion und der Beobachter angegeben. Neben den neuen Aufnahmen bei Phase $\Phi = 0.575$ und $\Phi = 0.810$ wurden alle anderen Spektren von der Datenbank in Villafranca zur Verfügung gestellt.

Im Anhang 1 sind Ausschnitte aus allen Spektren in den Wellenlängenintervallen von 1390 Å bis 1400 Å (Si IV (1); λ =1393.755 Å), von 1398 Å bis 1408 Å (Si IV (1); λ = 1402.770 Å) und von 1540 Å bis 1560 Å (C IV (1); λ = 1548.185 Å und 1550.774 Å) abgebildet.

3.3.6.3. Normierung der P Cygni-Linienprofile von C IV und Si IV

Um eine einheitliche Darstellung der P Cygni-Linienprofile zu erhalten wurden alle P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii auf das Kontinuum normiert. Im Anhang 2 sind alle normierten P Cygni-Linienprofile von C IV und Si IV der Phase entsprechend geordnet abgebildet. Die Abszisse wurde entsprechend

$$v = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_o} c \quad \text{in km/s}$$

in Radialgeschwindigkeiten skaliert. Die Referenzwellenlängen bildeten die entsprechenden Laborwellenlängen der C IV und Si IV Resonanzdubletts:

Si IV (1): λ = 1393.755 Å; Si IV (1): λ = 1402.770 Å
C IV (1): λ = 1548.185 Å; C IV (1): λ = 1550.774 Å

Tabelle 22: UV-Beobachtungen von μ Sagittarii

Beobachtungszeit Datum	Zeit(UT) hh mm ss	Belich-tungszeit in s	Phase	IUE-Image-Number	Wellen-längen bereich	Dispersion	Beobachter
04.06.78	15 36 00	2160	0.946	1715	SWP	high	Kondo/McCluskey
11.08.78	04 13 00	780	0.320	2263	SWP	high	Plavec
05.09.78	08 41 00	480	0.460	2493	SWP	high	Kondo
10.02.79	20 27 00	660	0.337	4220	SWP	high	Plavec
10.06.79	08 07 00	480	0.999	5472	SWP	high	McCluskey
24.09.79	11 48 00	540	0.587	6621	SWP	high	Guinan/Sion
03.11.79	18 11 00	360	0.810	7080	SWP	high	Drechsel
30.07.81	15 18 00	510	0.326	14593	SWP	high	Plavec
08.08.81	14 34 00	330	0.376	14693	SWP	high	Plavec
29.08.82	02 10 00	300	0.511	17797	SWP	high	Plavec
23.02.84	02 03 00	360	0.518	22335	SWP	high	Bruhweiler
23.02.84	02 53 00	360	0.519	22336	SWP	high	Bruhweiler
04.03.84	10 15 00	675	0.575	22405	SWP	high	Böhnhardt

3.3.6.4. Phasenabhängige Variation der Äquivalentbreiten von C IV und Si IV

Ein Maß für die insgesamt absorbierte Energie, unabhängig von der Form der Linie in einem Absorptionsspektrum, ist die Äquivalentbreite W_λ. Sie ist definiert durch:

$$W_\lambda = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{I_0 - I_\lambda}{I_0} \, d\lambda$$

Interpretiert werden kann die Äquivalentbreite W_λ somit, als die Breite eines Rechtecks, dessen Höhe gleich dem Kontinuum und dessen Fläche gleich der zwischen dem Linienprofil und dem Kontinuum eingeschlossenen Fläche ist.

Für die vier in den Spektren von μ Sagittarii vorkommenden P Cygni-Linienprofile wurden die Äquivalentbreiten der Absorptionskomponenten ausgemessen und in den Abbildungen 30 und 31 in Abhängigkeit von der Bahnphase aufgetragen. Die Äquivalentbreiten der Resonanzlinien Si IV (1) bei 1402.770 Å wurden bei den Phasen Φ = 0.326, Φ = 0.376, Φ = 0.511, Φ = 0.518, Φ = 0.519, Φ = 0.575, Φ = 0.946 und Φ = 0.999 unter Berücksichtigung der Reseau Marken korrigiert.

Die C IV Resonanzlinien zeigen bei Phase Φ = 0.999 ein ausgeprägtes Maximum während im Intervall von Φ = 0.5 bis Φ = 0.6 ein eindeutiges Minimum vorliegt.

Die Si IV Resonanzlinien sind näherungsweise konstant im Phasenintervall zwischen Φ = 0.30 und Φ = 0.95, während sie ähnlich wie die C IV Resonanzlinien bei Phase Φ = 0.999 ein Maximum aufweisen.

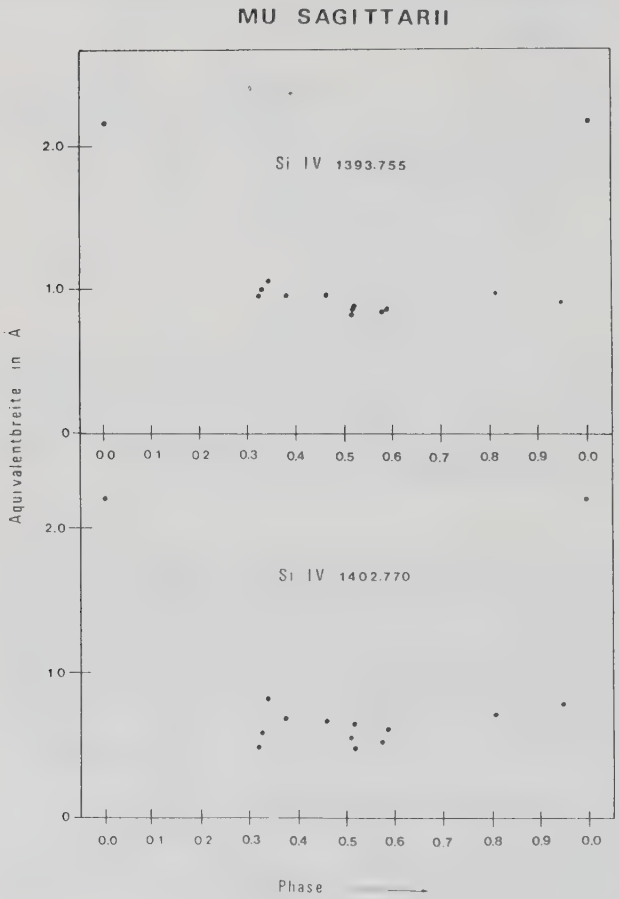


Abbildung 30: Phasenabhängige Variation der Äquivalentbreiten der Absorptionskomponenten von Si IV.

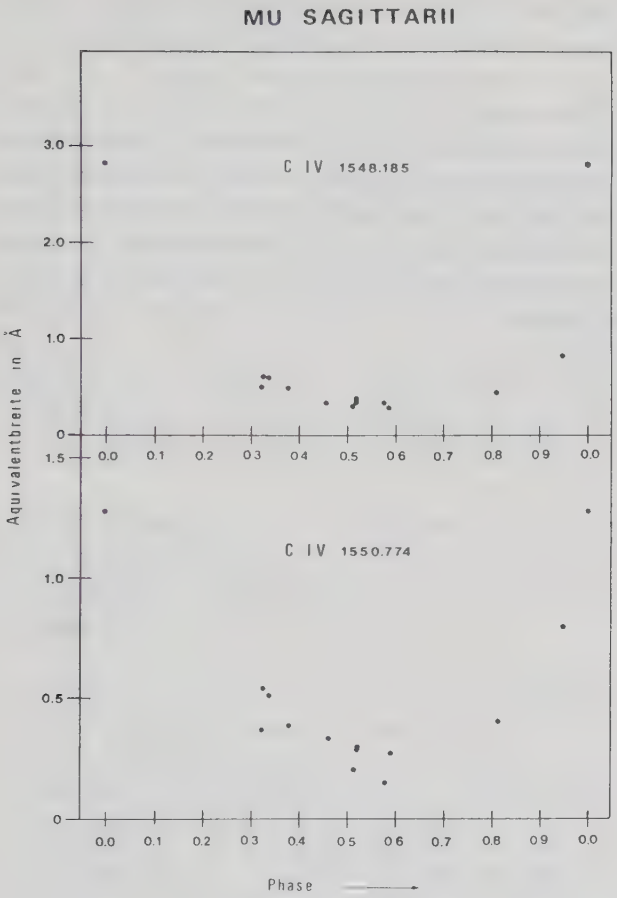


Abbildung 31: Phasenabhängige Variation der Äquivalentbreiten der Absorptionskomponenten von C IV.

Das Verhalten der C IV und Si IV Resonanzlinien zeigt, daß sich der größte Teil des absorbierenden Plasmas nicht in unmittelbarer Umgebung des B 8 I ap Überriesen befindet. Würde der Dichtegradient des Sternwindes in der näheren Umgebung des B 8 Iap Überriesen ein Maximum besitzen, so sollten die Äquivalentbreiten der Absorptionskomponenten von Si IV und C IV einen deutlichen Anstieg bei Phase 0.5 besitzen. Hier zeigen die Äquivalentbreiten jedoch für alle vier Resonanzlinien ein eindeutiges Minimum. Ein Modell für den Sternwind wird in den Kapiteln 3.3.6.6. bis 3.3.6.8. und 3.5.2. vorgeschlagen.

3.3.6.5. Phasenabhängige Variation der Emissionslinien von C IV und Si IV

Um ein Maß für die insgesamt emittierte Energie unabhängig von der Form der Linie zu bekommen, wurde in Analogie zur Definition der Äquivalentbreite in einem Absorptionsspektrum die Äquivalentbreite für den Fall der Emission definiert. Der Betrag der Äquivalentbreite W_λ bedeutet somit die Breite eines Rechtecks, dessen Höhe gleich dem Kontinuum und dessen Fläche gleich der zwischen dem Linienprofil der Emission und dem Kontinuum eingeschlossenen Fläche ist. Es muß beachtet werden, daß die Existenz der Absorptionskomponente die Erfassung der gesamten emittierten Energie beeinflußt. Dennoch wird die so gemessene Äquivalentbreite die emittierte Energie mit guter Näherung charakterisieren.

In den Abbildungen 32 und 33 sind die gemessenen Äquivalentbreiten der Emissionskomponenten der C IV und Si IV P Cygni-Linienprofile in Abhängigkeit von der Bahnphase Φ aufgetragen. Alle vier Resonanzlinien zeigen deutliche Variationen mit Φ.

- Die Äquivalentbreiten aller Emissionskomponenten mit Ausnahme von C IV (1548.185 Å) sind im Phasenintervall von $\Phi = 0.7$ bis $\Phi = 0.2$ näherungsweise konstant.
- Zwischen $\Phi = 0.3$ und $\Phi = 0.5$ sinkt der Betrag der Äquivalentbreiten deutlich ab, bei Si IV sogar bis auf Null.
- Im Phasenintervall $\Phi = 0.5$ bis $\Phi = 0.6$ ist bei allen P Cygni-Linienprofilen ein eindeutiges Maximum zu erkennen.

Dieses Verhalten kann wie folgt interpretiert werden: Im Phasenintervall zwischen $\Phi = 0.3$ und $\Phi = 0.5$ wird ein konstant emittierendes Gebiet durch den B 8 Überriesen abgedeckt, sodaß in Richtung zur Erde keine Emission wahrgenommen werden kann. Ab der Bahnphase $\Phi = 0.5$ kann die Emission wieder beobachtet werden.

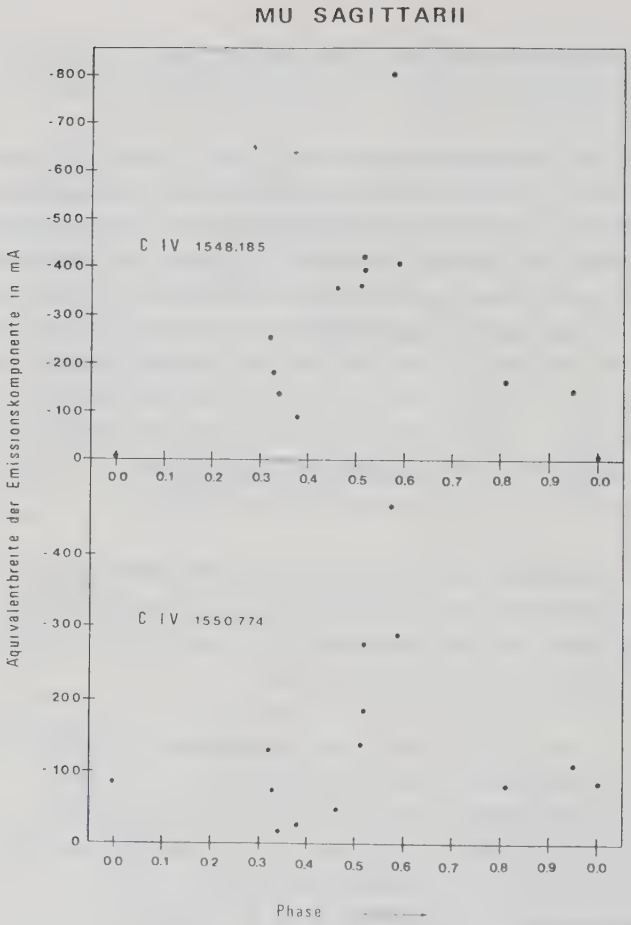


Abbildung 32: Phasenabhängige Variation der Äquivalentbreiten der Emissionskomponenten der C IV Resonanzlinien in den UV-Spektren von μ Sagittarii.

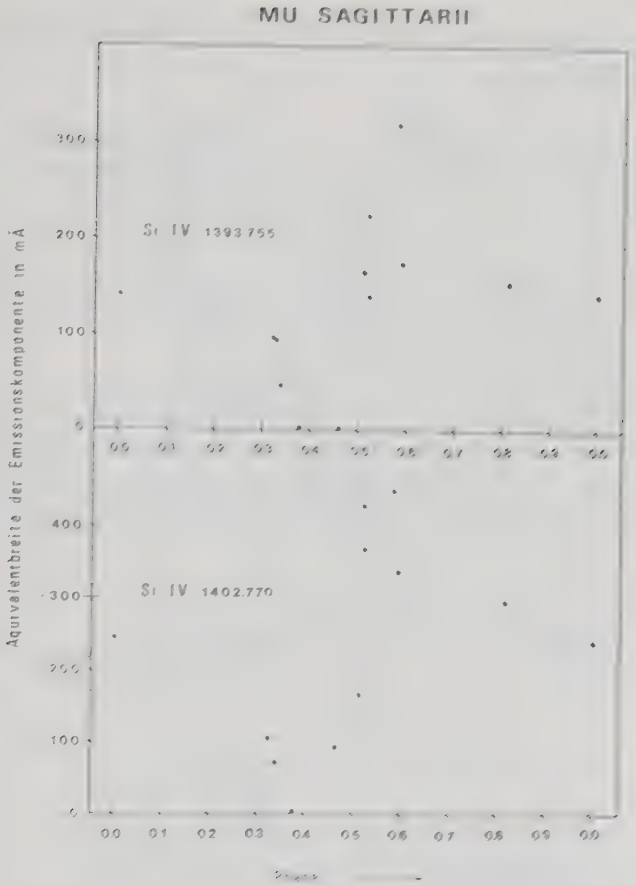


Abbildung 33: Phasenabhängige Variation der Äquivalentbreiten der Emissionskomponenten der Si IV Resonanzlinien in den UV-Spektren von μ Sagittarii.

3.3.6.6. Entdeckung von Materiewolken im Sternwind des B 8 Iap Überriesen

Bei verschiedenen Bahnphasen konnten in den Absorptionsprofilen der C IV und Si IV Resonanzlinien verschiedene scharfe Absorptionskomponenten entdeckt werden. Am deutlichsten treten sie bei den Bahnphasen $\Phi = 0.326$, $\Phi = 0.810$ und $\Phi = 0.999$ auf. In den Abbildungen 34 bis 36 sind die P Cygni-Linienprofile für diese Bahnphasen dargestellt. Besonders markant zeigen sich die Absorptionskomponenten bei C IV bei Bahnphase $\Phi = 0.810$.

Das Auftreten verschiedener Absorptionskomponenten zeigt, daß der B 8 Überriese keinen symmetrischen expandierenden Sternwind besitzt, sondern daß sich in der ausdehnenden Atmosphäre dichte Materiewolken mit statistisch verteilten Geschwindigkeiten befinden.

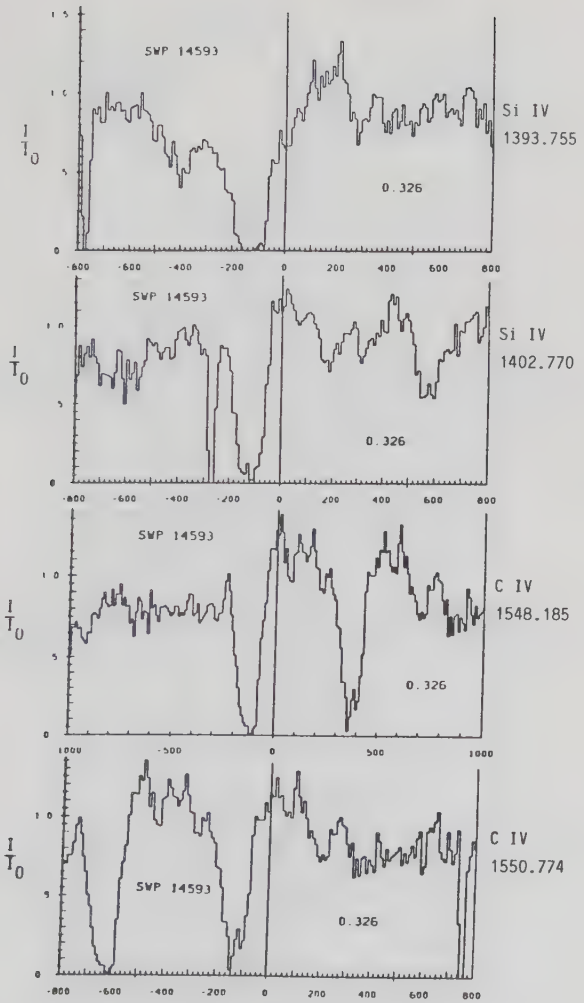


Abbildung 34: P Cygni-Linienprofile bei Phase 0.326

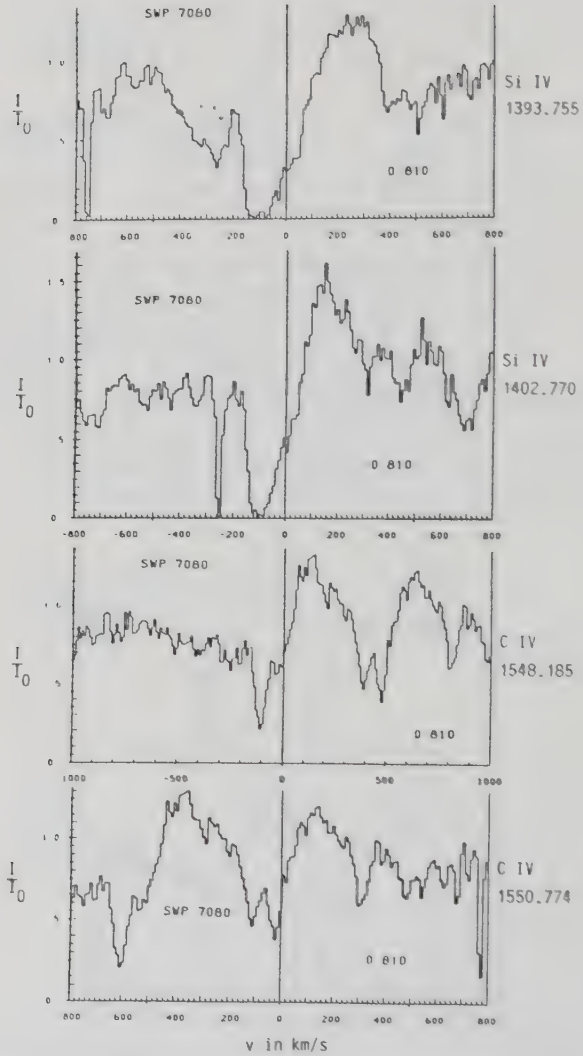


Abbildung 35: P Cygni-Linienprofile bei Phase 0.810

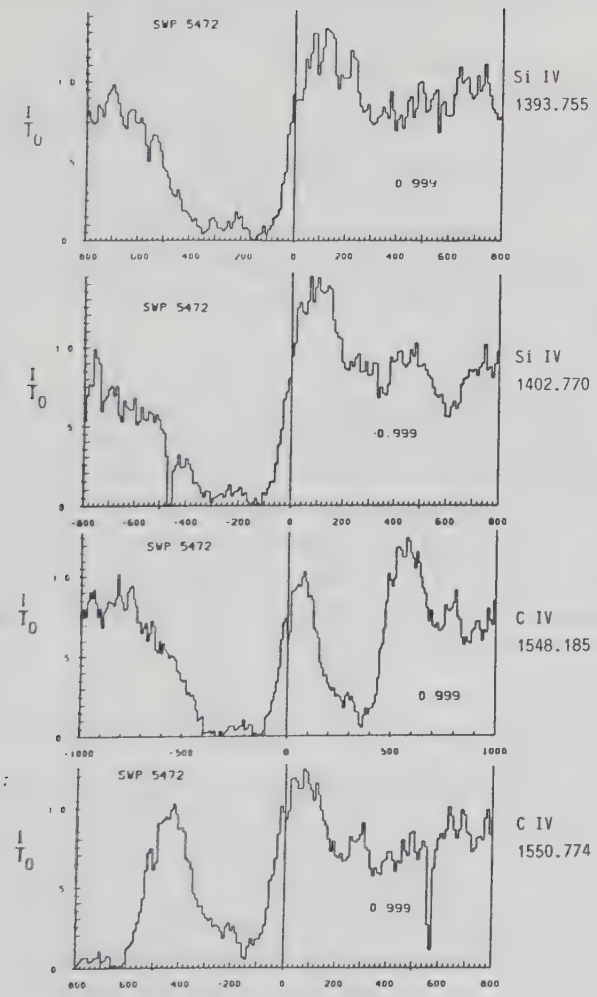


Abbildung 36: P Cygni-Linienprofile bei Phase 0.999

3.3.6.7. Radialgeschwindigkeitsmessungen der P Cygni-Linienprofile

Um erste Aussagen über den Sternwind zu bekommen, wurden Radialgeschwindigkeitsmessungen an den P Cygni-Linienprofilen durchgeführt. Durch die Bahnbewegung der Primär- und Sekundärkomponente ist aufgrund des Doppler-Effekts eine periodische Verschiebung der Spektrallinien zu erwarten. Die Radialgeschwindigkeitsverschiebungen der Schwerpunkte der Absorptionskomponenten von C IV und Si IV Resonanzlinien wurden ausgemessen und in Geschwindigkeiten umgerechnet. Die Mittelwerte sind in Tabelle 24 in Spalte 4 aufgeführt.

Um die Bahnbewegung der Erde um die Sonne zu berücksichtigen, wurden die Radialgeschwindigkeiten in heliozentrische Geschwindigkeiten umgerechnet. Die Bahnbewegung der Erde im Erd-Mond-System, die Störung der Erdbewegung durch andere Planeten und die Eigenbewegung des IUE-Satelliten konnten vernachlässigt werden, da der Fehler kleiner als 1 km/s ist und ein Ablesefehler bei der Bestimmung des Absorptionsschwerpunktes der vermessenen Linie von $\pm$ 20 km/s angenommen werden mußte.

Die Ergebnisse finden sich in Tabelle 24. Spalte 1 gibt die Beobachtungszeit, Spalte 2 die Phase, Spalte 3 die IUE-Image-Nummer, Spalte 4 die Mittelwerte der Radialgeschwindigkeiten der Absorptionskomponenten von C IV und Si IV, Spalte 5 die Erdgeschwindigkeit zum Beobachtungszeitpunkt und Spalte 6 die korrigierten Radialgeschwindigkeiten an. Da in allen IUE-Spektren, die nach dem 10.11.1981 im Goddard-Institut und nach 10.3.1982 in Vilafranca aufgenommen wurden, die Korrekturen der Erdbewegung berücksichtigt sind, brauchte an den Spektren mit den IUE-Image-Nummern 22335, 22336 und 22406 keine Korrektur vorgenommen zu werden.

Tabelle 24 : Radialgeschwindigkeiten der Linienschwerpunkte der Absorptionskomponenten von C IV und Si IV

Beobachtungszeit	Phase	IUE-Image-Nummer	v in km/s	v_E in km/s	$v^{kor.}$ (gerundet) in km/s
04.06.78	0.946	1715	-282.5	+ 9.78	-270±20
11.08.78	0.320	2263	-113.7	-21.35	-135±20
05.09.78	0.460	2493	-113.7	-28.14	-141±20
10.02.79	0.337	4220	-168.7	22.38	-146±20
10.06.79	0.999	5472	-255.0	7.19	-248±20
24.09.79	0.587	6621	-123.7	-30.02	-153±20
03.11.79	0.810	7080	- 76.2	-23.75	-100±20
30.07.81	0.326	14593	-127.7	-17.01	-145±20
08.08.81	0.376	14693	-124.7	-20.51	-145±20
29.08.82	0.511	17797	-161.2	-	-161±20
23.02.84	0.518	22335	-192.5	-	-192±20
23.02.84	0.519	22336	-218.7	-	-219±20
04.03.84	0.575	22406	-192.5	-	-193±20

In Abbildung 37 sind die Mittelwerte der Radialgeschwindigkeiten der Absorptionskomponenten der P Cygni-Linienprofile in Abhängigkeit von der Bahnphase aufgetragen. Man erkennt:

- Die Radialgeschwindigkeitskurve zeigt eine erhebliche Abweichung von der Radialgeschwindigkeitskurve in Abbildung 20.
- Zu jeder Bahnphase zeigen die Mittelwerte der Absorptionsschwerpunkte der P Cygni-Linienprofile negative Radialgeschwindigkeiten.

- Im Phasenintervall zwischen $\Phi = 0.5$ und $\Phi = 0.6$ zeigt sich ein lokales Minimum, bei Phase $\Phi = 0.810$ ein absolutes Maximum und im Phasenintervall $\Phi = 0.9$ bis 0.0 ein absolutes Minimum in den Radialgeschwindikeitsmessungen.

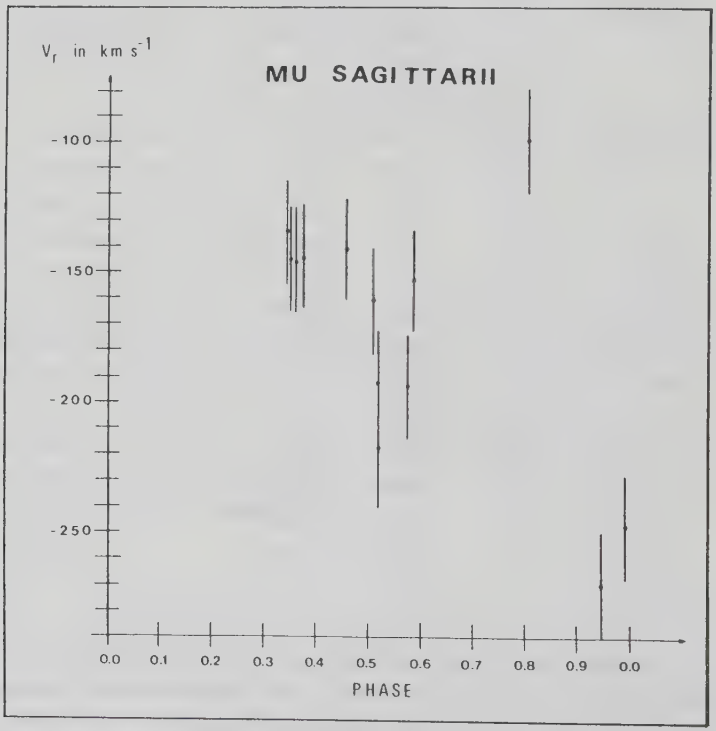


Abbildung 37: Radialgeschwindigkeitsmessung der Mittelwerte der Absorptionsschwerpunkte von C IV und Si IV im UV-Spektrum von μ Sagittarii.

3.3.6.8. Vergleich der P Cygni-Linienprofile mit Modellrechnungen von Castor und Lamers

P Cygni-Linienprofile wurden zuerst von McCrea (1929) und Beals (1929) als Profile einer sphärisch-symmetrischen expandierenden Hülle interpretiert. Beals (1951) klassifizierte phänomenologisch die beobachteten Profilformen und unterschied acht verschiedene Typen von P Cygni-Profilen, die auch heute noch Verwendung finden. Erste theoretische Berechnungen von Resonanzlinien, die in sphärisch-symmetrischen expandierenden Atmosphären entstehen, wurden von Lucy (1971) durchgeführt. Mit Hilfe dieser Theorie wurden verschiedenste P Cygni-Linienprofile berechnet und mit den beobachteten P Cygni-Linienprofilen verglichen. Castor und Lamers veröffentlichten 1979 einen Atlas von P Cygni-Linienprofilen. Sie berechneten ihre Profile unter zwei wichtigen Annahmen.

i) Die Linien werden durch isotrope und kohärente Streuung gebildet, d.h. Strahlung, die bei einer bestimmten Frequenz absorbiert wurde, wird bei derselben Frequenz isotrop reemittiert.

ii) Die thermische Bewegung der streuenden Ionen wird vernachlässigt ("Sobolev Approximation").

Die expandierende Hülle wird durch die optische Tiefe und das Geschwindigkeitsgesetz charakterisiert. Die exakte Form des Geschwindigkeitsgesetzes des Sternwinds ist unbekannt. Verschiedene Sternwindmodelle wurden von Castor, Abbott und Klein (1975), von Lamers und Morton (1976), von Abbott (1977) und von Barlow und Cohen (1977) entwickelt. Sie unterscheiden sich hauptsächlich im Geschwindigkeitsgradienten. Grundsätzlich kann man sie in drei Klassen einteilen. Die Geschwindigkeit nimmt langsam mit dem Abstand vom Stern zu, sie wächst proportional und nähert sich asymptotisch dem Wert von v_∞, oder sie erreicht schon in geringer Entfernung von der Sternoberfläche den Wert v_∞. Castor und Lamers

gelang es 1979, durch Parametrisierung des Geschwindigkeitsgesetzes alle bisher veröffentlichten Geschwindigkeitsgesetze durch den folgenden analytischen Ausdruck zu reproduzieren.

$$w = 0.01 + 0.99 * \left(1 - \frac{1}{x} \right)^{\beta}$$

mit $w := v/v_{\infty}$

$x := r/R_{\star}$

$R_{\star}$:= Radius der Photosphäre

Die Parameterwerte $\beta = 0.5$, 1, 2 und 4 beschreiben die oben genannten Geschwindigkeitsgesetze.

Die optische Tiefe hängt von dem Geschwindigkeitsgradienten und der Dichte der streuenden Ionen ab, die sich proportional zur Dichte der zirkumstellaren Materie und zum Ionisationsgleichgewicht ändert. Da das Ionisationsgleichgewicht nicht bekannt ist, verwendeten Castor und Lamers auch im Ansatz für die optische Tiefe eine Parametrisierung.

Die in den Spektren von μ Sagittarii beobachteten P Cygni-Linienprofile wurden mit den berechneten P Cygni-Linienprofilen von Castor und Lamers verglichen. Ausgewählt wurde die Bahnphase $\Phi = 0.575$, da bei Phase $\Phi = 0.810$ neben dem Strahlungsdruck der Primärkomponente noch der Strahlungsdruck der Sekundärkomponente berücksichtigt werden müßte, die berechneten Linienprofile von Castor und Lamers jedoch nur für den radialsymetrischen Fall gelten. Da die C IV Resonanzlinien bei 1548.185 Å und 1550.774 Å so dicht beieinanderliegen, daß sie sich gegenseitig beeinflussen und da die Si IV Resonanzlinie bei 1393.755 Å gestört ist, wurde der beste Fit für die Si IV Resonanzlinie in den Abbildungen 38

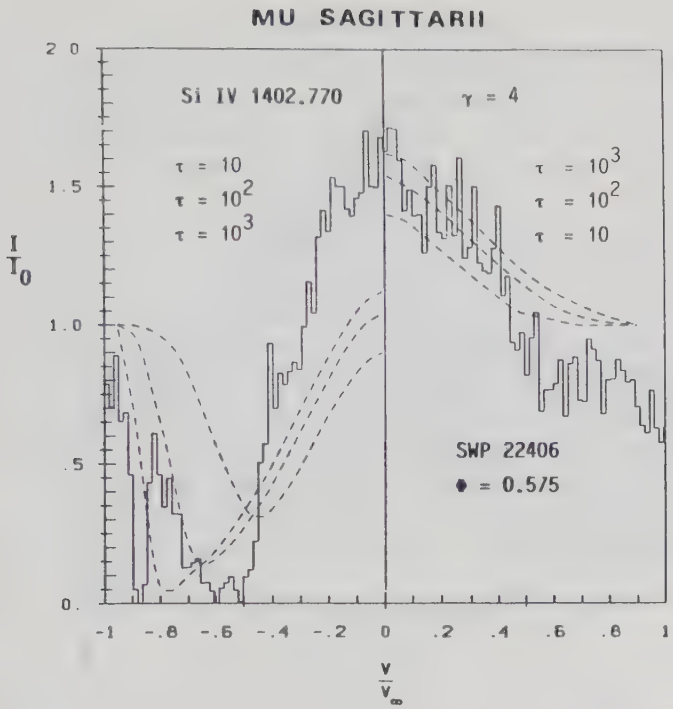


Abbildung 38: Beobachtetes P-Cygni-Linienprofil im Spektrum von μ Sagittarii (Si IV bei 1402.770 Å) zusammen mit den im Text beschriebenen berechneten P Cygni-Linienprofilen von Castor und Lamers (1979).

und 39 dargestellt. Die gestrichelten Linien entsprechen den theoretischen P Cygni-Linienprofilen von Castor und Lamers für verschiedene optische Tiefen τ und verschiedene empirische Parametern γ. Das Geschwindigkeitsgesetz lautete in allen Fällen mit β = 0.5:

$$w = 0.01 + 0.99 * (1 - (1/x))^{0.5}$$

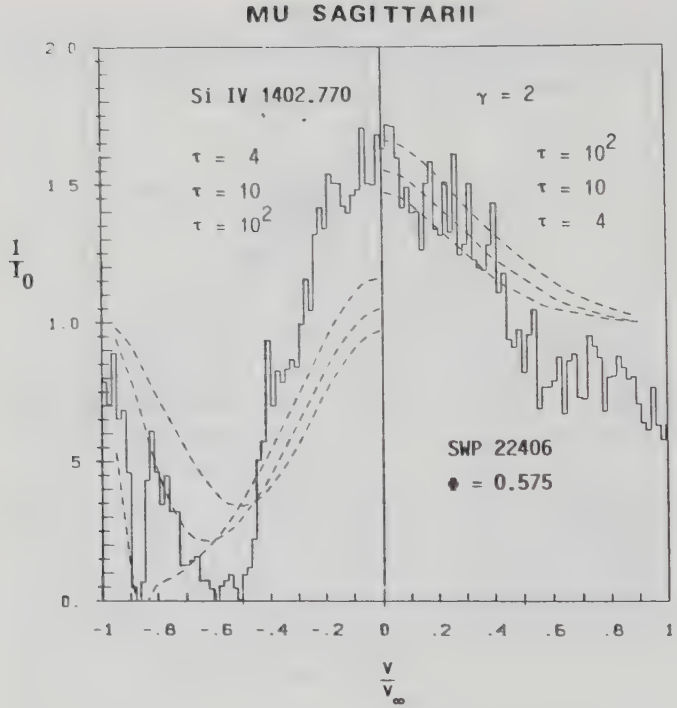


Abbildung 39: Beobachtetes P-Cygni-Linienprofil im Spektrum von μ Sagittarii (Si IV bei 1402.770 Å) zusammen mit den im Text beschriebenen berechneten P Cygni-Linienprofilen von Castor und Lamers (1979).

Für die optische Tiefe $\tau(w) \propto (1-w)^{\gamma}$

ergaben sich beste Übereinstimmung für:

$\gamma = 4$ und $\tau = 10^2$ (Abbildung 38)
$\gamma = 2$ und $\tau = 10$ (Abbildung 39)

Die Unstetigkeitsstelle bei $v/v_\infty = 0.0$ in Abbildung 38 und 39 für die von Castor und Lamers berechneten Linienprofile ist auf die Sobolev-Approximation zurückzuführen, bei der die thermische Bewegung der streuenden Ionen vernachlässigt wird.

Da μ Sagittarii ein Doppelsternsystem mit einem frühen B Stern als Sekundärkomponente ist, wird die Form des P Cygni-Linienprofils auch durch die Sekundärkomponente beeinflußt, selbst wenn diese bedeckt ist. Zum weiteren ist zu beachten, daß der Sternwind nicht radialsymmetrisch ist, sondern eingelagerte Materiewolken beobachtet werden konnten (Vergleiche Kapitel 3.3.6.6). Die Approximation der beobachteten P Cygni-Linienprofile durch die von Lamers und Castor berechneten sollte nur in erster Näherung richtig sein und eine Abschätzung für τ liefern. Da die Si IV Absorptionskomponente der Resonanzlinie bei Phase $\Phi = 0.575$ gesättigt ist, sollte für τ gelten:

$$10^2 < \tau < 10^3$$

Lamers und Castor (1979) leiteten für die optische Tiefe folgende Gesetzmäßigkeit ab:

$$\tau = \frac{\pi e^2}{m c} \frac{f \lambda_0}{v_\infty} N_i$$

mit:
- τ : = Optische Tiefe
- e : = Elektrische Ladung des Elektrons
- m : = Masse des Elektrons
- c : = Lichtgeschwindigkeit
- λ_0: = Laborwellenlänge
- f : = Oszillatorenstärke
- N_i: = Säulendichte der Ionen
- v_∞: = Endgeschwindigkeit.

Für die Oszillatorenstärke von Si IV (1402.770 Å) ergibt sich nach Morton und Smith (1973) und nach Lamers und Morton (1976) f=0.262. Es folgt für die Säulendichte der Si IV Ionen bei der Endgeschwindigkeit v_∞ = 350 km/s:

$$N_i^{Si\ IV} = 3.6 * 10^{15}\ cm^{-2} \qquad \text{für } \tau = 10^2$$
$$N_i^{Si\ IV} = 3.6 * 10^{16}\ cm^{-2} \qquad \text{für } \tau = 10^3$$

Mit $\log \frac{n_{Si}}{n_H} = -4.45$ (Withbroe, 1971)

ergibt sich eine Säulendichte der Wasserstoffatome N_H pro cm^2 von:

$$10^{20}\ cm^{-2} < N_H < 10^{21}\ cm^{-2}$$

Die Massenverlustrate ist definiert durch:

$$\frac{dM}{dt} = 4\pi r^2 \rho(r)\ v(r)$$

Die Zahl der Wasserstoffatome pro Gramm Materie ist gegeben durch:

$$\frac{n_H}{\rho} = 4.21 * 10^{23}\ g^{-1} := k$$

Die Zahl der Teilchen pro Fläche berechnet sich zu:

$$\bar{\rho}\,\bar{r} = \frac{N_H}{k}$$

mit: $\bar{r}$ = Radius des charakteristischen Bereichs der Sternwindmaterie

$\bar{\rho}$ = Mittlere Dichte

Der Radius der Sternwindmaterie, der sich aus der beobachteten Säulendichte der Wasserstoffatome ergibt, berechnet sich aus:

$$\bar{r} = \frac{dM}{dt} * \frac{k}{4 \pi N_H v_\infty}$$

mit: $k = 4.21 * 10^{23} g^{-1}$

$v_\infty = 350$ km/s

$\frac{dM}{dt} = 1.1 * 10^{-6} M_\odot/yr$ (Barlow und Cohen, 1977)

zu:

$r_1 = 6.6 * 10^{13} cm = 4.4$ AE für $N_H = 10^{21} cm^{-2}$

$r_2 = 6.6 * 10^{14} cm = 44$ AE für $N_H = 10^{20} cm^{-2}$

Damit berechnet man eine mittlere Teilchendichte von:

$$N(\rho_1) = 1.5 * 10^7 cm^{-3}$$
$$N(\rho_2) = 1.5 * 10^5 cm^{-3}$$

Als Ergebnis zeigt sich, daß der Sternwind mit einer mittleren Teilchendichte von

$$1.5 * 10^5 cm^{-3} < N(\rho) < 1.5 * 10^7 cm^{-3}$$

beide Komponenten einschließt, da der Abstand Primärkomponente - Sekundärkomponente nach Kapitel 3.5.1. zwischen 1.9 AE und 2.1 AE liegt und wesentlich kleiner als die Ausdehnung der Hülle ist.

3.4 Analyse der spektralen Intensitätsverteilung im Wellenlängenintervall zwischen 1250 Å und 9000 Å

Zur Untersuchung des Kontinuumverlaufs im Wellenlängenintervall von 1250 Å bis 9000 Å wurde der absolute Fluß von μ Sagittarii aus photoelektrischen Helligkeiten, die vom Institut de Données Stellaires dankenswerter Weise zur Verfügung gestellt wurden, mit den in Kapitel 2.4. angegebenen Gesetzmäßigkeiten bestimmt. Der absolute Fluß wurde mit dem in Kapitel 3.3.4 ermittelten Wert $E_{(B-V)} = 0.4$ entrötet.

In Tabelle 25 sind die Filter, die isophoten Wellenlängen, die scheinbaren Helligkeiten, die Logarithmen der absoluten Flüsse eines Vergleichssterns 0-ter Größe (Lamla, 1982) und die Logarithmen der absoluten Flüsse $F_{\lambda(\text{korrigiert})}$ von μ Sagittarii angegeben.

Tabelle 25: Photoelektrische Flußkalibrierung

	Wellenlänge λ in Å	m_λ (μ Sagittarii)	log F_λ (0-mag)	log F_λ (μ Sagittarii)	logF_λ (korr.) (μ Sagittarii)
U	3600	3.60	-8.37	-9.81	-9.03
B	4400	4.07	-8.19	-9.82	-9.15
V	5500	3.85	-8.43	-9.97	-9.49
R	7000	3.58	-8.63	-10.06	-9.73
I	9000	3.38	-8.91	-10.26	-10.05

Die in Kapitel 3.3.5 abgeleiteten Kurucz-Modellatmosphären geben die spektrale Energieverteilung von μ Sagittarii im Wellenlängen-

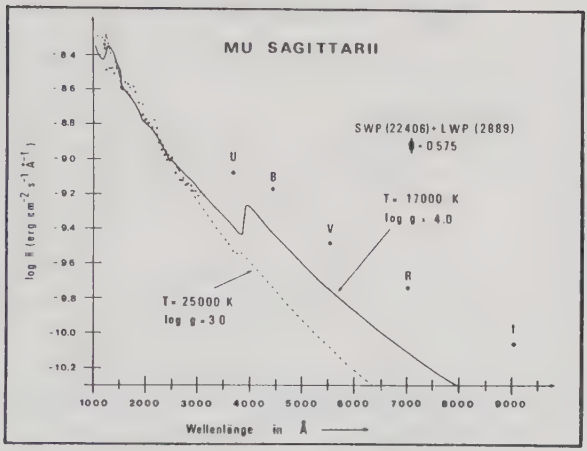


Abbildung 40: Spektrale Intensitätsverteilung im Wellenlängenbereich von 1250 Å und 9000 Å mit Kurucz-Modellatmosphären für T = 17000 K und log g = 4.0 und für T = 25000 K und log g = 3.0.

intervall von 1250 Å bis 3000 Å gut wieder. Deutliche Abweichungen ergeben sich im Wellenlängenintervall von 3000 bis 9000 Å, wie Abbildung 40 zeigt. Die Ursache liegt sicher in der Vernachlässigung der Sekundärkomponente.

Dorren et al. (1980) beobachtete 1979 μ Sagittarii bei Phase Φ = 0.587 im UV-Bereich. Seine hochaufgelösten UV-Spektren zeigen einen absoluten Fluß, der durch eine Kurucz-Modellatmosphäre für T = 11000K und log g = 2.0 gut wiedergegeben wird (siehe Abbildung 41). Sollte zu dieser Bahnphase die Sekundärkomponente bedeckt gewesen sein, so stimmen diese Ergebnisse gut mit der Annahme eines B8 Überriesen mit einer Temperatur von 11 500 K und log g = 2.0 überein.

Nach Landolt-Börnstein (1982) würde sich somit für die Primärkomponente eine Masse M_1 von 18 $M_\odot$ ergeben. Lamers (1981)

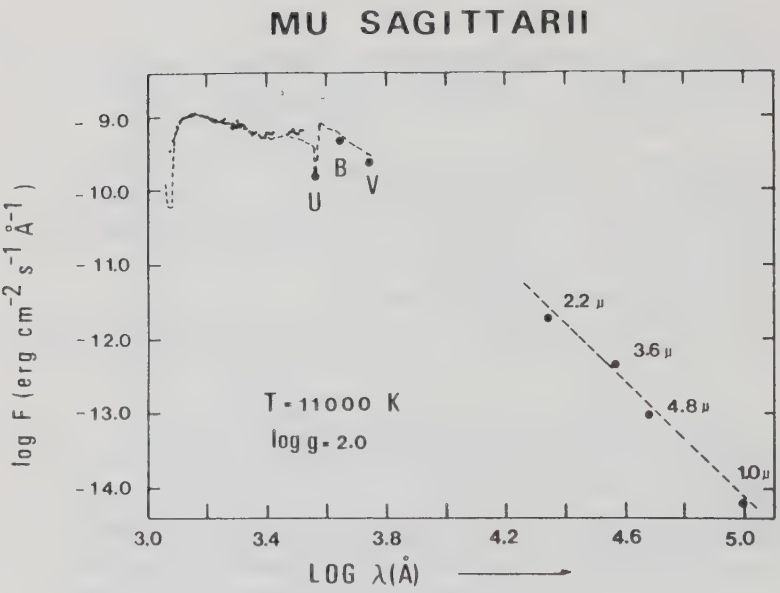


Abbildung 41: Spektrale Intensitätsverteilung von Dorren (1980) im Wellenlängenintervall von 1250 Å und 10 μm mit einer Kurucz-Modellatmosphäre mit T = 11000 K und log g = 2.0.

leitete aus dem Entwicklungszustand eine Masse von 21 $M_\odot$ für den Überriesen ab. Mit Hilfe der aus spektroskopischen Messungen bekannten Massenfunktion f(M) =2.64 $M_\odot$ und der Annahme, daß der Neigungswinkel i > 80° ist, sollte die Masse der Sekundärkomponente zwischen 13 $M_\odot$ und 16 $M_\odot$ liegen. Dies würde nach Landolt-Börnstein (1982) bedeuten, daß der Spektraltyp der Sekundärkomponente zwischen B2 und B1 liegt. Für einen Hauptreihenstern sollte die Temperatur somit zwischen 22000 K und 25500 K angenommen werden. Damit würde der Radius der Primärkomponente etwa 56 $R_\odot$ und der Radius der Sekundärkomponente 5 - 6 $R_\odot$ betragen. Lamers et al. (1981) leitete aus Infrarot Beobachtungen einen Radius von 83 $R_\odot$ für die Primärkomponente ab.

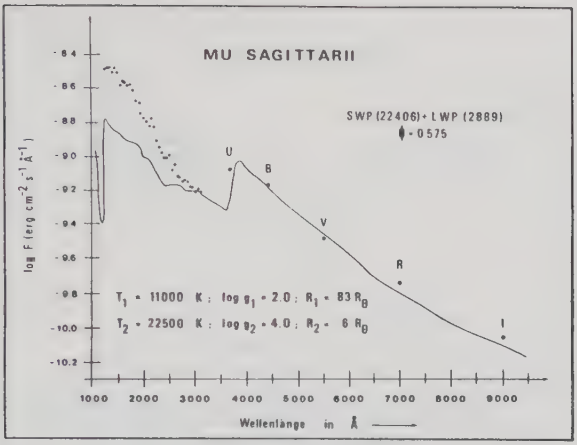


Abbildung 42: Spektrale Intesitätsverteilung im Wellenlängenbereich von 1250 Å und 9000 Å mit der Überlagerung der im Text beschriebenen Kurucz-Modellatmosphären.

Ein Vergleich der spektralen Intensitätsverteilung bei Phase Φ = 0.575 mit der Überlagerung von Kurucz-Modellatmosphären für

$$T_1 = 11\,000\ K\ ,\ \log g_1 = 2.0\ ,\ R_1 = 83\ R_\odot$$

$$T_2 = 25\,000\ K\ ,\ \log g_2 = 4.0\ ,\ R_2 = 6\ R_\odot$$

zeigt einen deutlichen UV-Exzess (vergleiche Abbildung 42). Bessere Übereinstimmung bei Phase Φ= 0.575 (vergleiche Abbildung 43) findet man für die von Polidan und Plavec (1984) geforderten Systemparameter von:

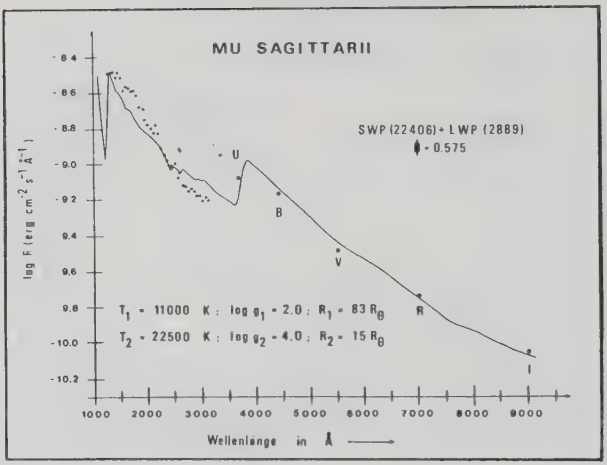


Abbildung 43: Spektrale Intensitätsverteilung im Wellenlängenbereich von 1250 Å und 9000 Å mit der Überlagerung der im Text beschriebenen Kurucz-Modellatmosphären.

$$T_1 = 11\,000\ K\ ,\ \log g_1 = 2.0\ ,\ R_1 = 83\ R_\odot$$

$$T_2 = 22\,500\ K\ ,\ \log g_2 = 4.0\ ,\ R_2 = 15\ R_\odot$$

Ein Vergleich der spektralen Intensitätsverteilung bei Phase Φ = 0.810 und den von Polidan und Plavec (1984) bestimmten Systemparametern zeigt ebenfalls einen UV-Exzess (siehe Abbildung 44). Auch mit diesen Parametern kann der Gradient der spektralen Energieverteilung von μ Sagittarii im UV-Bereich nicht gut beschrieben werden.

Die Annahme einer zusätzlichen Strahlungsquelle im System von μ Sagittarii bietet die beste Lösung für die Darstellung des gemessenen absoluten Flusses bei Φ = 0.810. Die Modellatmosphäre von Abbildung 45 wurde durch Überlagerung von zwei Kurucz-Modellatmo-

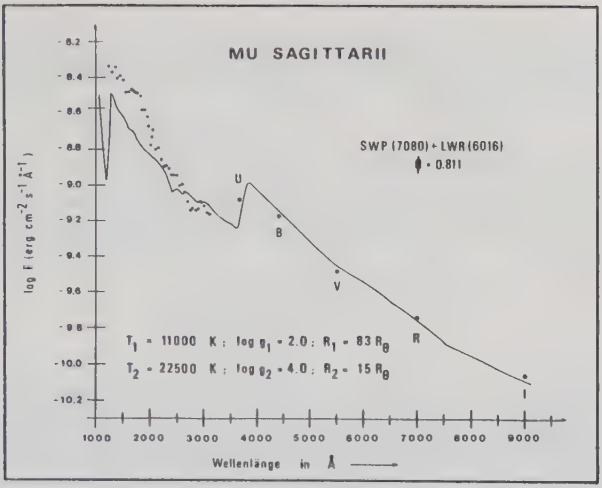


Abbildung 44: Spektrale Intensitätsverteilung im Wellenlängenbereich von 1250 Å und 9000 Å mit der Überlagerung der im Text beschriebenen Kurucz-Modellatmosphären.

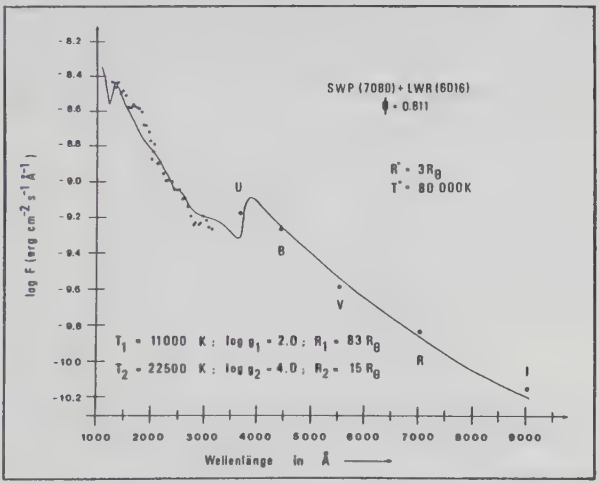


Abbildung 45: Spektrale Intensitätsverteilung im Wellenlängenbereich von 1250 Å und 9000 Å mit der Überlagerung der im Text beschriebenen Kurucz-Modellatmosphären und einer Schwarzkörperstrahlung.

sphären mit einer zusätzlichen Schwarzkörperstrahlung mit folgenden Annahmen berechnet:

$$T_1 = 11\,000\ K,\ \log g_1 = 2.0\ ,\ R_1 = 83\ R_\odot$$

$$T_2 = 22\,500\ K\ ,\ \log g_2 = 4.0\ ,\ R_2 = 15\ R_\odot$$

$$T^* = 80\,000\ K\ ,\ R^* = 3\ R_\odot$$

Kritisch anzumerken gilt, daß solch eine strahlende Fläche bis jetzt im System μ Sagittarii noch nicht nachgewiesen werden konnte. Messungen von Polidan und Plavec (1984) mit Copernicus, IUE und Voyager zu verschiedenen Phasen bei Wellenlängen bis zu 500Å zeigen keinen absoluten Fluß, der eine strahlende Fläche von 80 000 K rechtfertigen. Ein schwarzer Strahler mit der Temperatur von 80 000 K sollte sein Maximum in der Intensitätsverteilung bei 362 Å haben, deshalb sollte im Wellenlängenbereich unterhalb von 1250 Å noch ein deutlicher Anstieg in der Intensitätsverteilung zu erkennen sein.

3.5. Diskussion des Entwicklungszustandes von μ Sagittarii

3.5.1. Absolute Dimensionen

Nach den spektroskopischen Untersuchungen von Lowen (1950) beträgt die Massenfunktion von μ Sagittarii:

$$f(m) = \frac{M_2^3 * \sin^3 i}{(M_1 + M_2)^2} = 2.67\ M_\odot$$

Der Spektraltyp ist nach Lowen (1950) B 8 I ap. Nach Barlow und Cohen (1977) ergibt sich somit für die Temperatur der Primärkomponente T_1 = 11500 K, so daß die Masse des B 8 Überriesen etwa 18 $M_\odot$ beträgt (Landolt-Börnstein, 1982). Lamers (1981) leitet aus der Untersuchung des Massenverlustes von 53 O- und B-Sternen für μ Sagittarii eine Masse von 21 $M_\odot$ für die Primärkomponente ab. Nimmt man an, daß der Neigungswinkel i etwa 90° beträgt, so lassen sich aus der gegebenen Massenfunktion für verschiedene Massenverhältnisse $q=M_2/M_1$ die Massen der Primär- und Sekundärkomponente bestimmen. In Tabelle 26 sind für die Massenfunktion $f(m) = 2.67\ M_\odot$ bei vorgegebenem Massenverhältnis q die Massen des B 8 Überriesen und dessen Begleiter berechnet. In Spalte 1 ist das Massenverhältnis q, in Spalte 2 die Masse des Überriesen, in Spalte 3 die Masse des Begleiters und in Spalte 4 der Abstand der beiden Komponenten in Sonnenradien gegeben. Der Abstand der beiden Komponenten berechnete sich aus dem 3. Keplerschen Gesetz.

Die Massen in Tabelle 26 sind systematisch höher als die in der Arbeit von Polidan und Plavec (1984) berechneten Werte.

Aus dem Vergleich der Berechnungen und dem Spektraltyp des Überriesen ergibt sich ein Massenverhältnis von:

$$0.70 < q < 0.80$$

Tabelle 26: Massen von Primär- und Sekundärkomponente für verschiedene Massenverhältnisse

q	M_1 in $M_\odot$	M_2 in $M_\odot$	A in $R_\odot$
0.4	80.9	32.3	650.0
0.45	60.9	27.4	598.4
0.50	47.5	23.8	557.2
0.55	38.1	21.0	523.4
0.60	31.3	18.8	495.3
0.65	26.2	17.0	471.4
0.70	22.2	15.6	451.0
0.75	19.2	14.4	433.3
0.78	17.6	13.7	423.8
0.80	16.7	13.4	417.9
0.85	14.7	12.5	404.2
0.90	13.1	11.8	392.0
0.95	11.7	11.1	381.2
1.00	10.6	10.6	371.4

Für die Masse der Sekundärkomponente berechnet sich etwa:

$$13\ M_\odot < M_2 < 16\ M_\odot$$

Der Spektraltyp für den Hauptreihenstern sollte zwischen B 2 und und B 0.5 liegen, so daß für die Temperatur der Sekundärkomponente gilt:

$$20\ 000\ K < T_2 < 25\ 000\ K$$

Der Radius der Primärkomponente bestimmt sich nach Landolt-Börnstein (1982) zu 56 $R_\odot$ nach Lamers (1981) zu 83 $R_\odot$. Für die Sekundärkomponente R_2 ergibt sich der Radius nach Landolt-Börnstein (1982) zu:

$$5.40\ R_\odot < R_2 < 6.00\ R_\odot$$

für den Fall, daß sich der Stern auf der Nullhauptreihe befindet.

Hat sich der Stern schon von der Hauptreihe weg entwickelt, müssen höhere Werte zugelassen werden. Polidan und Plavec (1984) bestimmten ein Radienverhältnis von $R_1/R_2 = 5.5$. Damit berechnet sich der Radius zu 15 $R_\odot$. Das heißt nach Landolt-Börnstein (1982), daß selbst die Leuchtkraftklasse III für die heißere Komponente nicht ausgeschlossen werden kann. Der Unterschied in den Massen

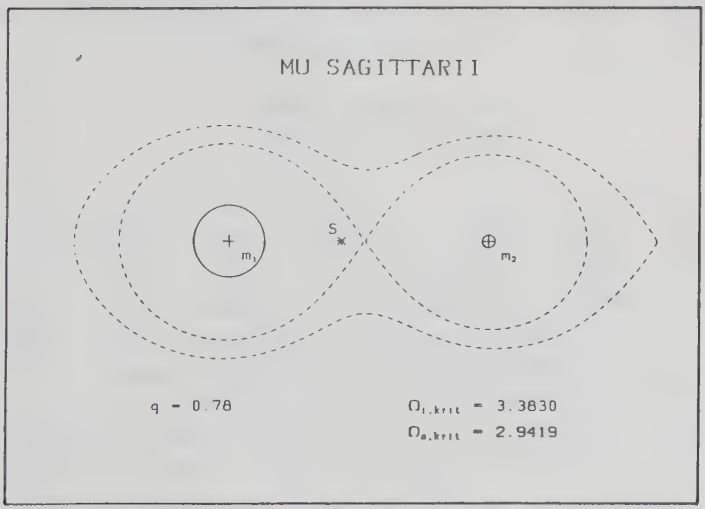


Abbildung 46: Meridianschnitt der Konfiguration des Doppelsternsystems μ Sagittarii für q = 0.78, $R_1 = 83R_\odot$ und $R_2 = 15R_\odot$.

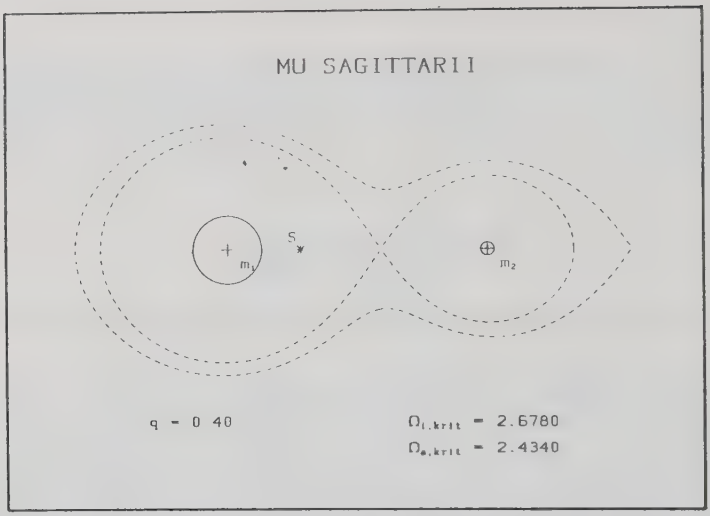


Abbildung 47: Meridianschnitt der Konfiguration des Doppelsternsystems μ Sagittarii für q = 0.40, $R_1 = 83R_\odot$ und $R_2 = 15R_\odot$.

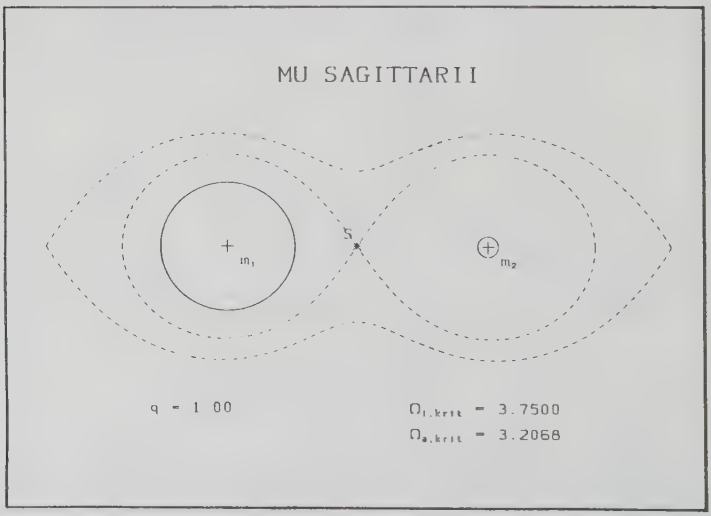


Abbildung 48: Meridianschnitt der Konfiguration des Doppelsternsystems μ Sagittarii für q = 1.00, $R_1 = 83R_\odot$ und $R_2 = 15R_\odot$.

von etwa 1 - 2 $M_\odot$ in den Leuchtkraftklassen steht im Einklang mit den in Tabelle 23 berechneten Werten. Der Radius sollte somit zwischen

$$5\ R_\odot < R_2 < 15\ R_\odot$$

angenommen werden.

Um die Abhängigkeit des Entwicklungszustandes von μ Sagittarii von dem Massenverhältnis zu bestimmen, wurden für die Werte q = 0.40, q=1.00 und q=0.78 die Roche-Flächen nach den von Plavec und Kratochvîl (1964) angegebenen Gesetzmäßigkeit mit Hilfe eines Programms von Schulze (1986) berechnet. In Abbildung 46 bis 48 sind diese dargestellt. Deutlich ist zu erkennen, daß in allen drei Fällen die Primärkomponente von μ Sagittarii ihr inneres kritisches Roche-Volumen noch nicht ausfüllt und in jedem Fall ein getrenntes System vorliegt.

Die Leuchtkräfte L_1, L_2 berechnen sich aus dem Stefan-Boltzmann Gesetz (vergleiche Kapitel 2.2.3) zu:

$$5 * 10^4 L_\odot < L_1 < 11 * 10^4 L_\odot$$
$$3 * 10^3 L_\odot < L_2 < 8 * 10^4 L_\odot$$

Ein Vergleich der Leuchtkraft und des Radius mit Werten von Landolt-Börnstein (1982) fordert für den frühen B-Stern die Leuchtkraftklasse III. Auch der gefundene Farbexzess von 0.4 in Kapitel 3.3.4. deutet auf einen höheren Beitrag der heißeren Komponente zum Strahlungsstrom hin. Das bedeutet, daß sich die heißere Komponente nicht mehr auf der Hauptreihe befindet.

Der Abstand A der beiden Komponenten von μ Sagittarii liegt nach Tabelle 26 zwischen:

$$417\ R_\odot < A < 451\ R_\odot$$
$$1.9\ AE < A < 2.1\ AE$$

In Tabelle 27 sind die Systemparameter von μ Sagittarii zusammengefaßt:

Tabelle 27: Systemparameter von μ Sagittarii

417 $R_\odot$	$\leqq$	A	$\leqq$	451 $R_\odot$
80°	$\leqq$	i	$\leqq$	90°
18 $M_\odot$	$\leqq$	M_1	$\leqq$	21 $M_\odot$
13 $M_\odot$	$\leqq$	M_2	$\leqq$	16 $M_\odot$
56 $R_\odot$	$\leqq$	R_1	$\leqq$	83 $R_\odot$
5 $R_\odot$	$\leqq$	R_2	$\leqq$	15 $R_\odot$
		T_1	=	11500 K
20000 K	$\leqq$	T_2	$\leqq$	25000 K
$5*10^4 L_\odot$	$\leqq$	L_1	$\leqq$	$11*10^4 L_\odot$
$3*10^3 L_\odot$	$\leqq$	L_2	$\leqq$	$8*10^4 L_\odot$
		Sp_1	=	B 8 I ap
		Sp_2	=	B 0.5-2 V-III

3.5.2 Diskussion des Sternwinds

Das Auftreten ausgeprägter P Cygni-Linienprofile zeigt, daß die Primärkomponente von μ Sagittarii einen Sternwind besitzt.

Die Analyse der Äquivalentbreiten der C IV und Si IV Absorptionslinien (vergleiche Kapitel 3.3.6.4) zeigt, daß die Dichte der absorbierenden Teilchen zwischen der Primär- und Sekundärkomponente und um die Sekundärkomponente herum erhöht ist.

Unter Verwendung der von Castor und Lamers (1979) veröffentlichten P Cygni-Linienprofile wurden in Kapitel 3.6.8 erste Aussagen über die optische Tiefe und das Geschwindigkeitsgesetz getroffen. Die Berechnung der mittleren Teilchendichte des Sternwindes zeigt, daß der Abstand Primärkomponente-Sekundärkomponente wesentlich kleiner als die Ausdehnung der Hülle ist.

Für das in Abbildung 49 entwickelte Modell für den Sternwind sprechen folgende drei Beobachtungshinweise:

1. Die starke Zunahme der Äquivalentbreiten der P-Cygni Linienprofile im Phasenintervall von $\Phi = 0.7$ bis 0.0.

2. Die Abnahme der Äquivalentbreiten der Emissionskomponenten im Phasenintervall von $\Phi = 0.3$ bis 0.45 und das Ansteigen der Äquivalentbreiten der Emissionskomponenten im Phasenintervall von $\Phi = 0.45$ bis 0.57. Diese Beobachtungen können mit einer Akkretionsscheibe um die heiße Komponente qualitativ erklärt werden.

3. Der Vergleich der Kurucz-Modellatmosphären mit dem gemessenen Strahlungsstrom bei Phase $\Phi = 0.575$ und $\Phi = 0.810$ bietet die beste Lösung für die Darstellung des gemessenen absoluten Flusses bei der Existenz eines heißen Flecks, der bei Phase $\Phi = 0.575$ bedeckt ist.

Die drei Beobachtungshinweise sind mit der in Abbildung 49 dargestellten Systemgeometrie verträglich. Zur quantitativen Auswertung des Modells ist eine wesentlich bessere Phasenüberdeckung der Beobachtungen notwendig.

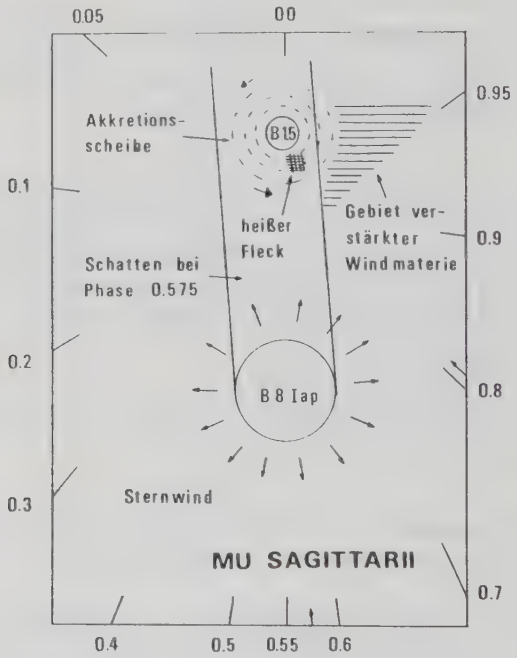


Abbildung 49: Modell des Sternwindes von μ Sagittarii.

4. Anlage

1. Phasenabhängige Variationen der P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii

2. Normierte P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii

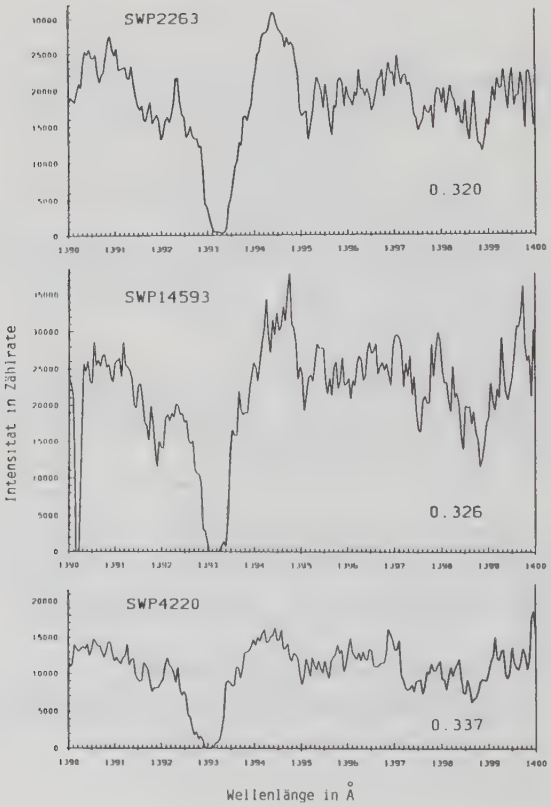
3. Linienidentifikationen in den UV-Spektren von δ Librae im Wellenlängenintervall zwischen 1265 Å und 2035 Å (SWP) und zwischen 2345 Å und 2971 Å (LWR)

4. Linienidentifikationen in den UV-Spektren von μ Sagittarii im Wellenlängenintervall zwischen 1236 Å und 2092 Å (SWP) und zwischen 2348 Å und 3003 Å (LWR/LWP)

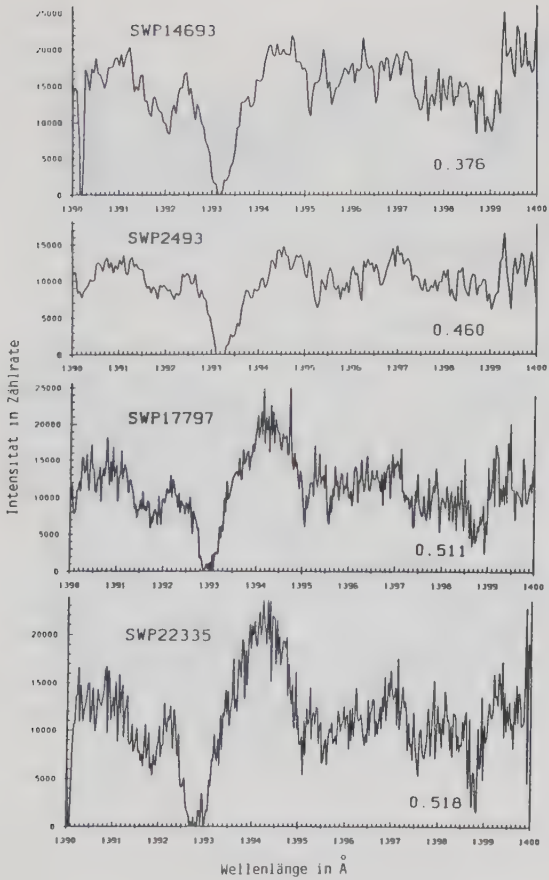
   Bei der Linienidentifikation wird unterschieden zwischen schwachen, mittleren und kräftigen Linien. Diese Bezeichnungen hängen mit der Äquivalentbreite W_λ wie folgt zusammmen:

   schwache Linie : $W_\lambda < 200$ mÅ
   mittlere Linie : 200 mÅ $< W_\lambda <$ 1000 mÅ
   kräftige Linie : $W_\lambda > 1000$ mÅ

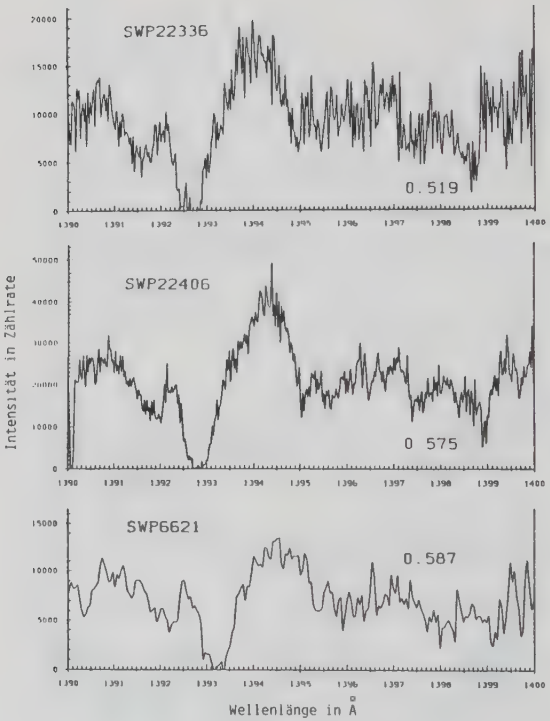
Anhang 1: Phasenabhängige Variation der P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (Si IV 1393.755)



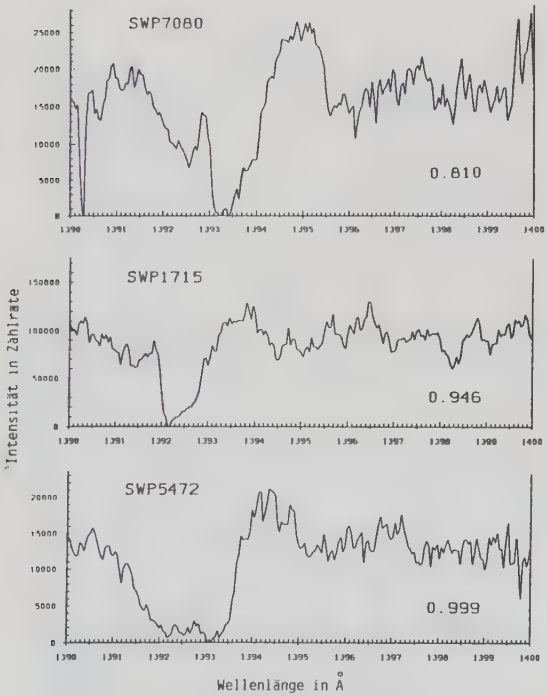
Anhang 1: Phasenabhängige Variation der P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (Si IV 1393.755)



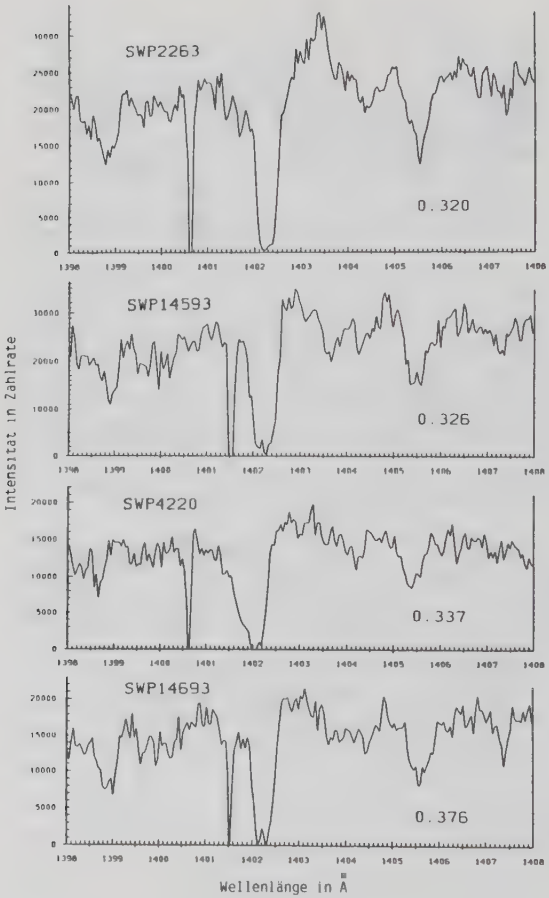
Anhang 1: Phasenabhängige Variation der P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (Si IV 1393.755)



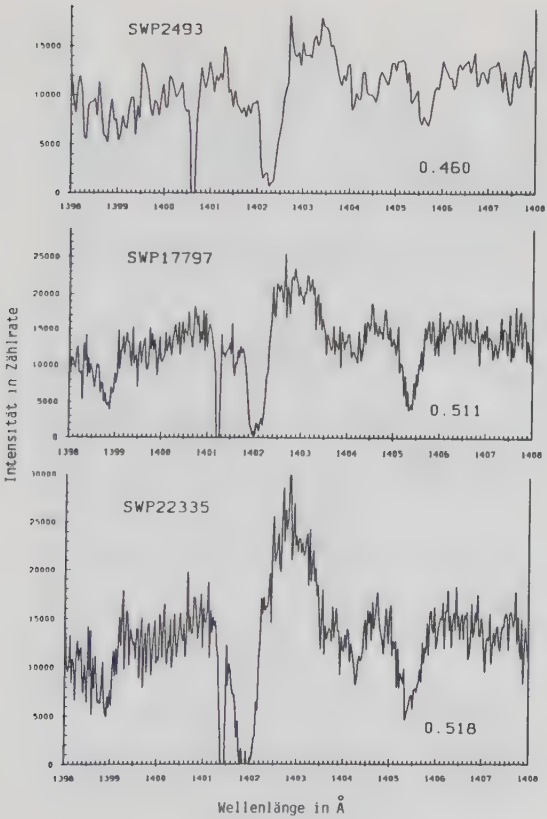
Anhang 1: Phasenabhängige Variation der P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (Si IV 1393.755)



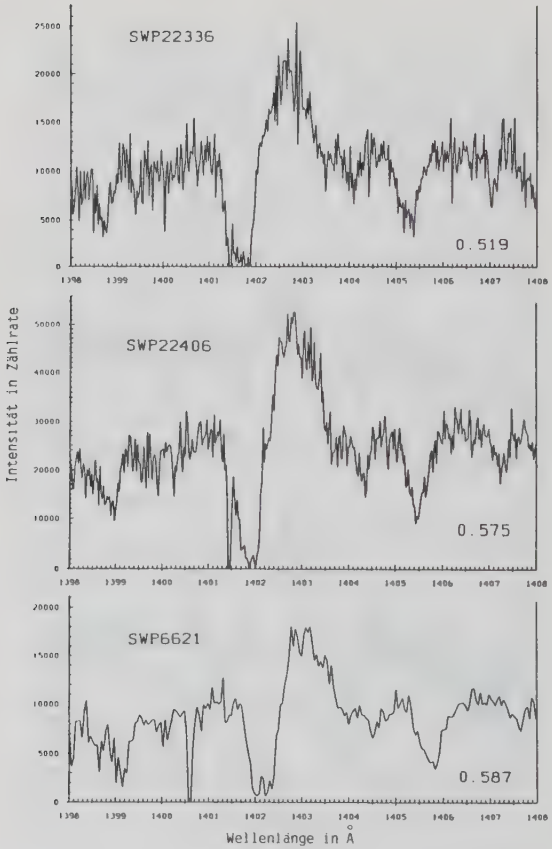
Anhang 1: Phasenabhängige Variation der P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (Si IV 1402.770)



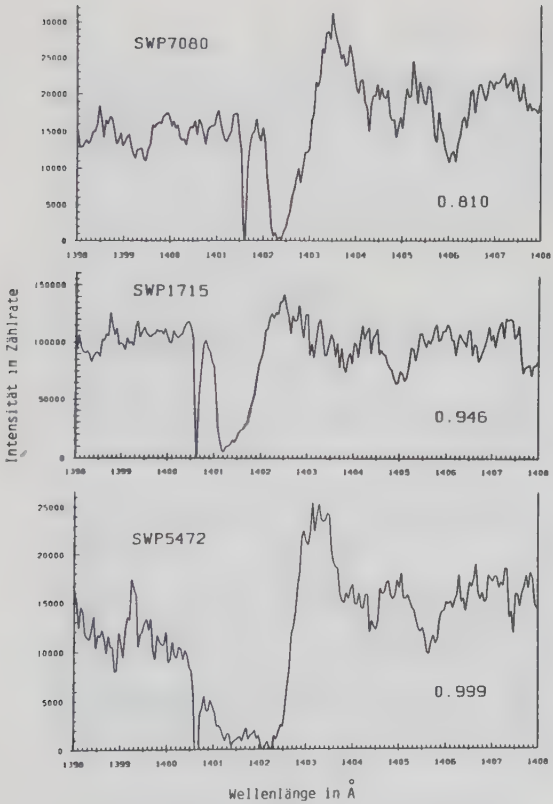
Anhang 1: Phasenabhängige Variation der P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (Si IV 1402.770)



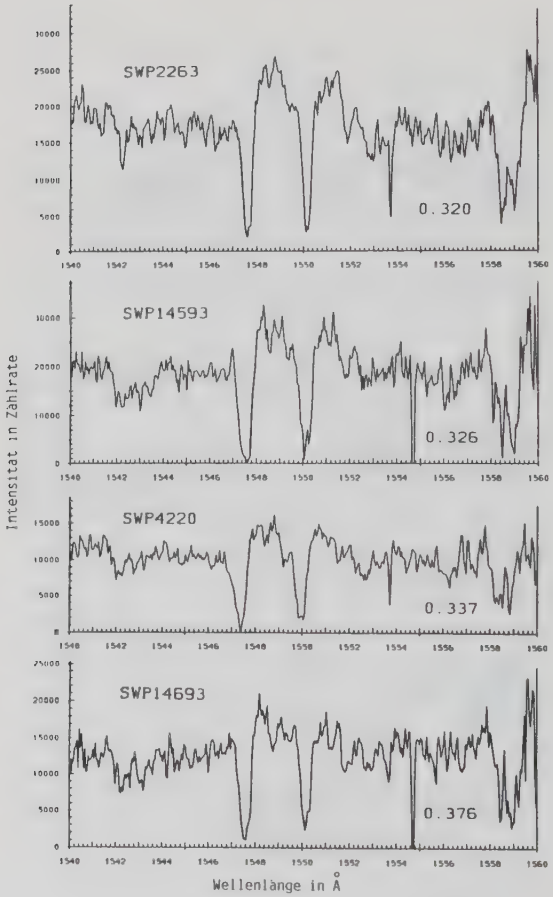
Anhang 1: Phasenabhängige Variation der P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (Si IV 1402.770)



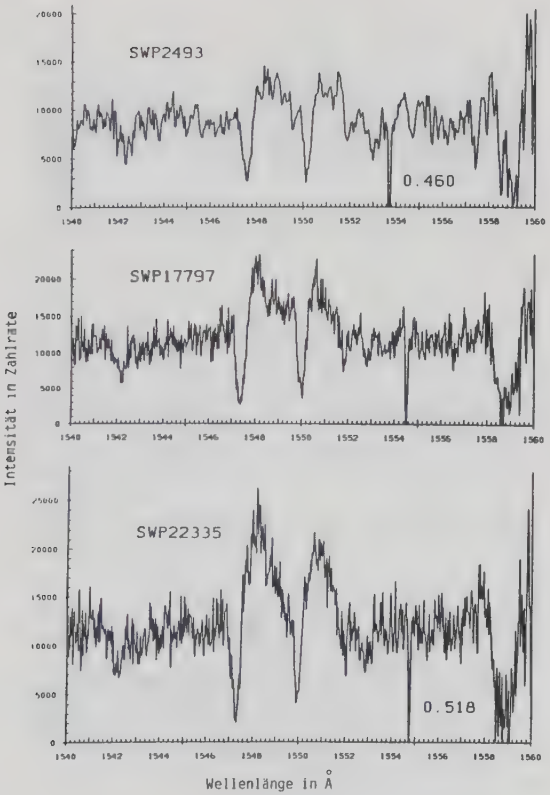
Anhang 1: Phasenabhängige Variation der P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (Si IV 1402.770)



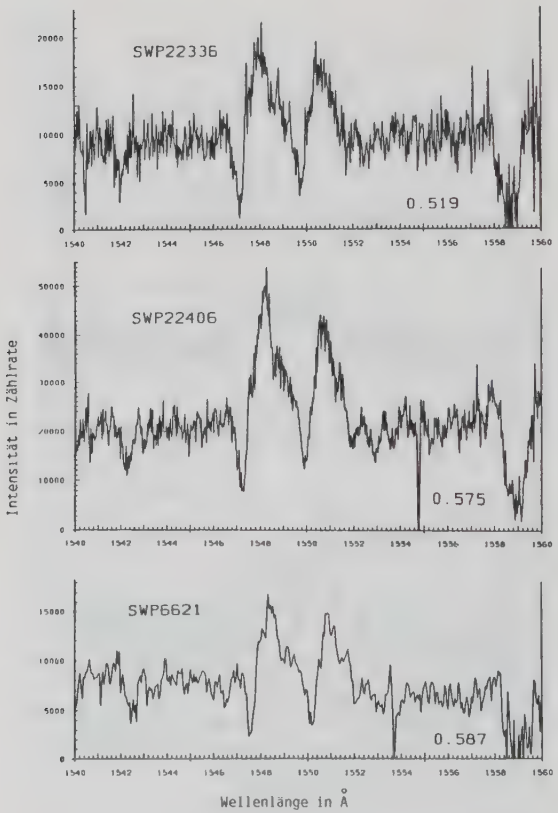
Anhang 1: Phasenabhängige Variation der P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (C IV 1548.185, C IV 1550.774)



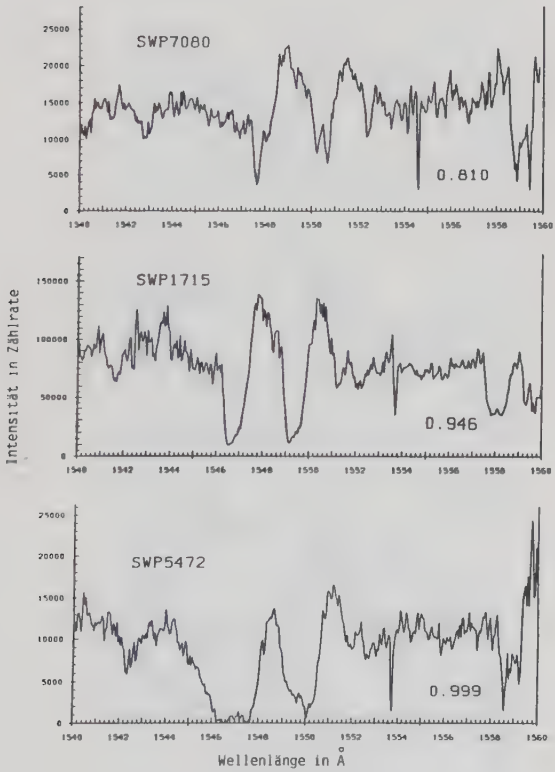
Anhang 1: Phasenabhängige Variation der P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (C IV 1548.185, C IV 1550.774)



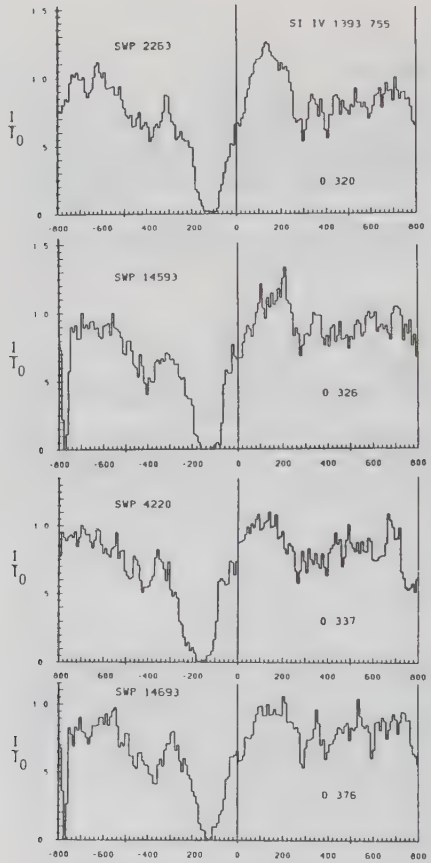
Anhang 1: Phasenabhängige Variation der P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (C IV 1548.185, C IV 1550.774)



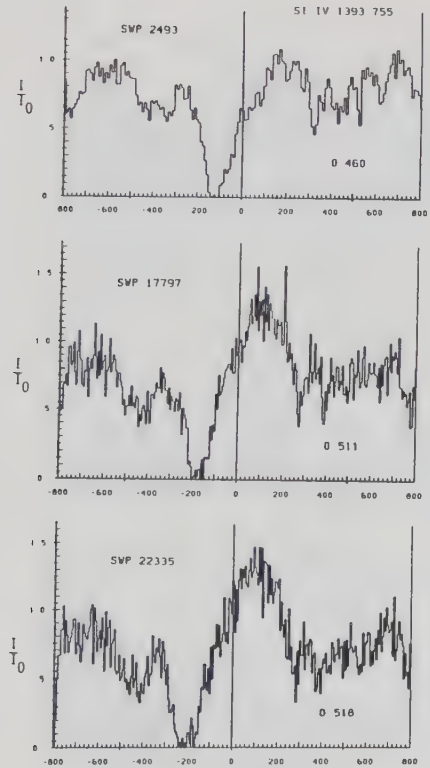
Anhang 1: Phasenabhängige Variation der P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (C IV 1548.185, C IV 1550.774)



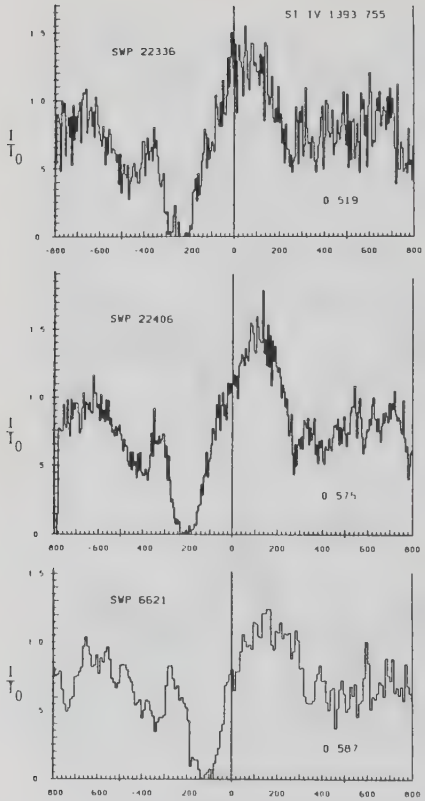
Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
Si IV 1393.755



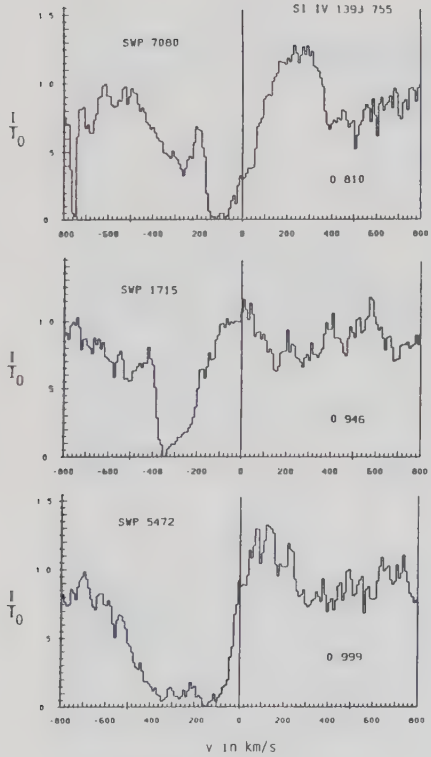
Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
Si IV 1393.755



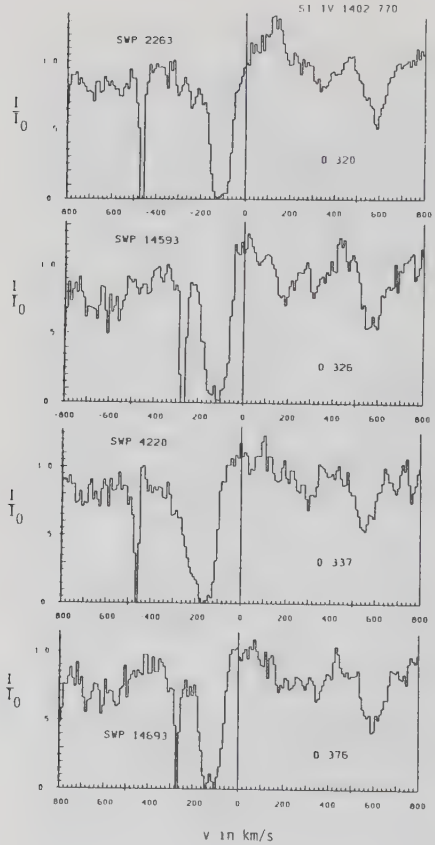
Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
Si IV 1393.755



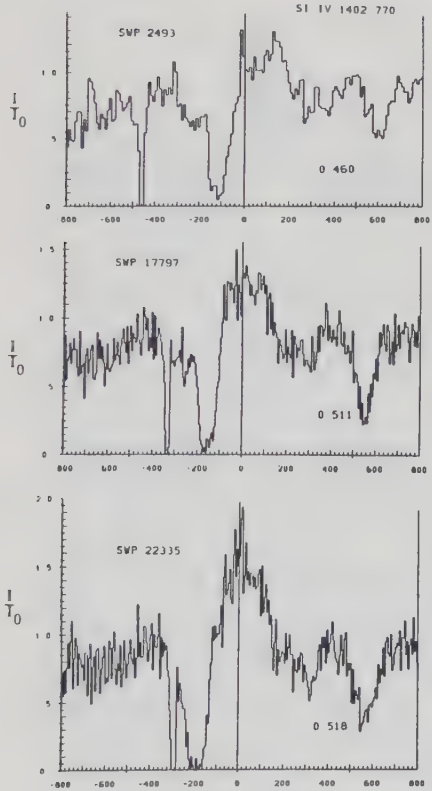
Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
Si IV 1393.755



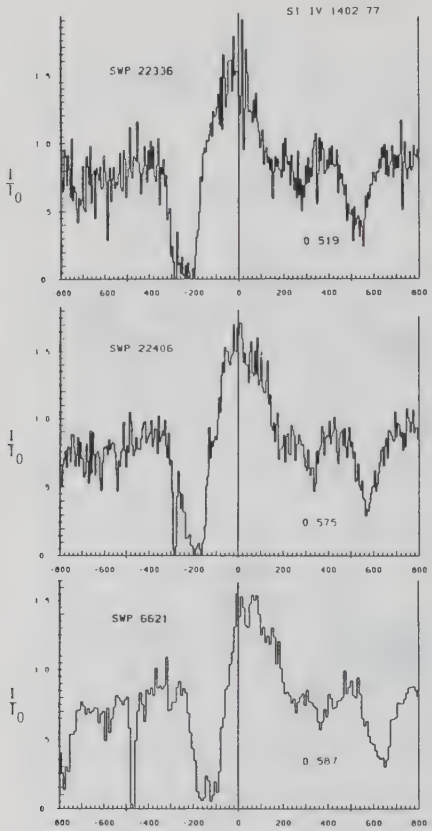
Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
Si IV 1402.770



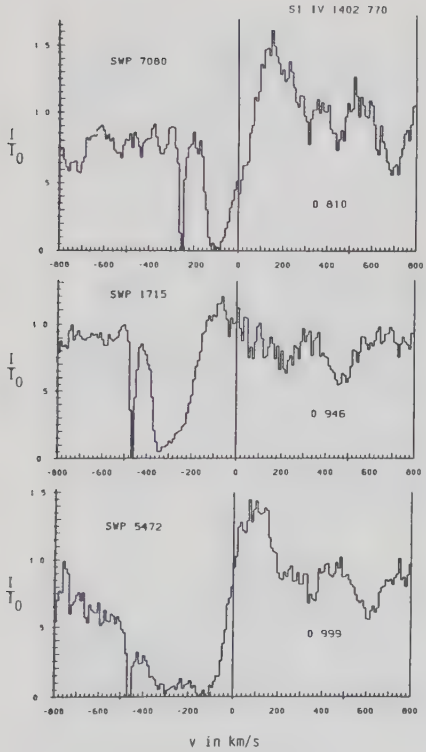
Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
Si IV 1402.770



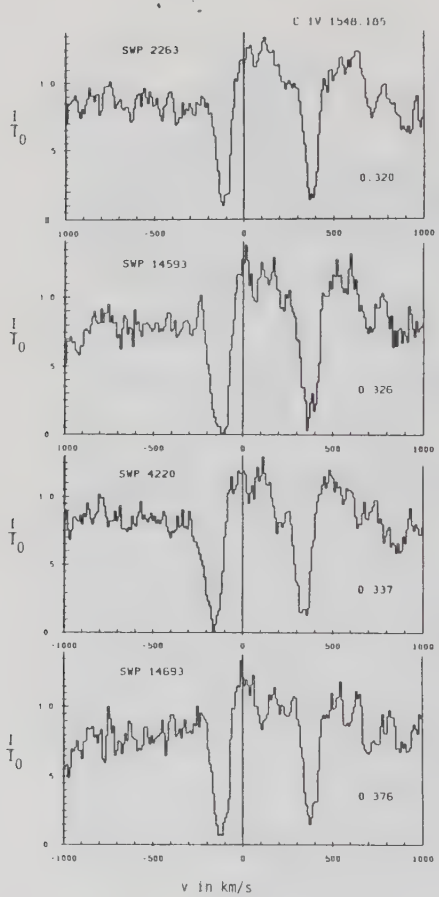
Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
Si IV 1402.770



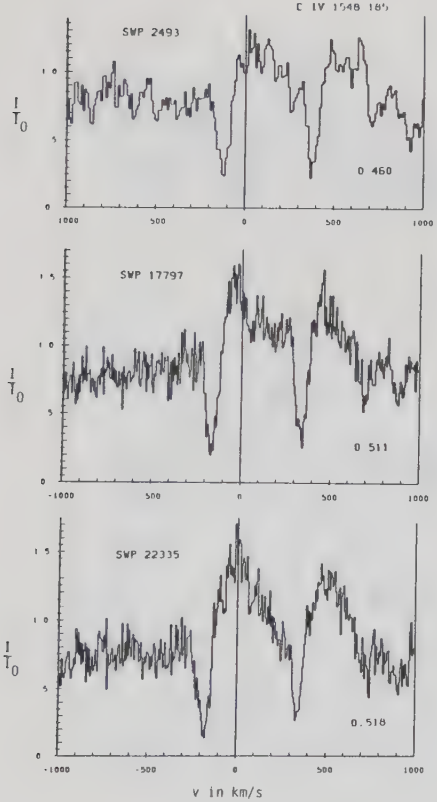
Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
Si IV 1402.770



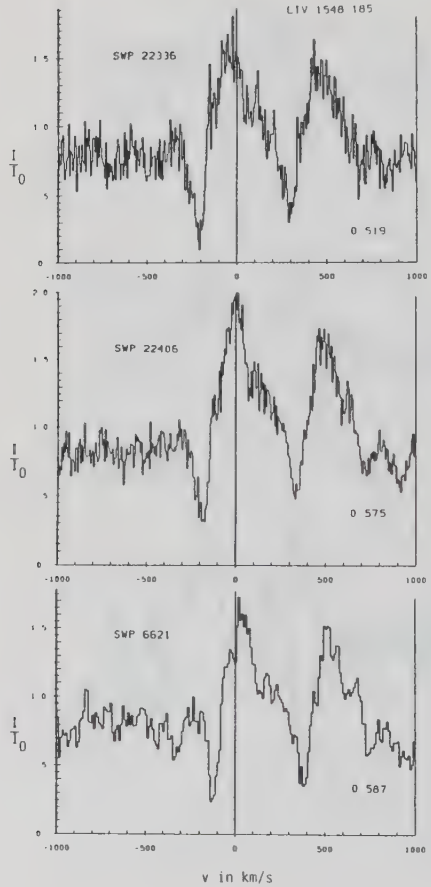
Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
C IV 1548.185



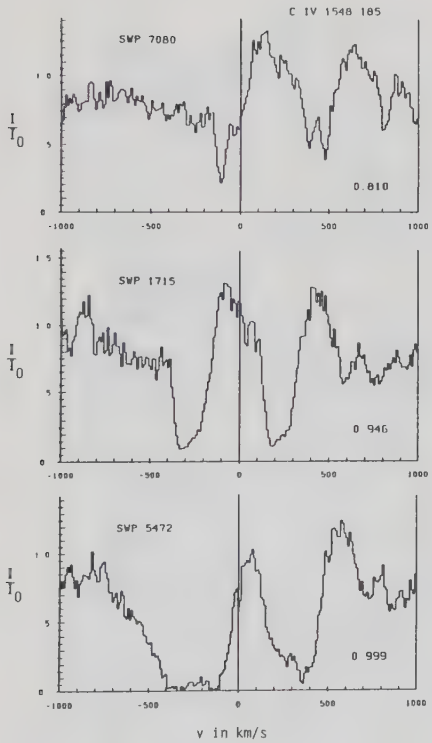
Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
C IV 1548.185



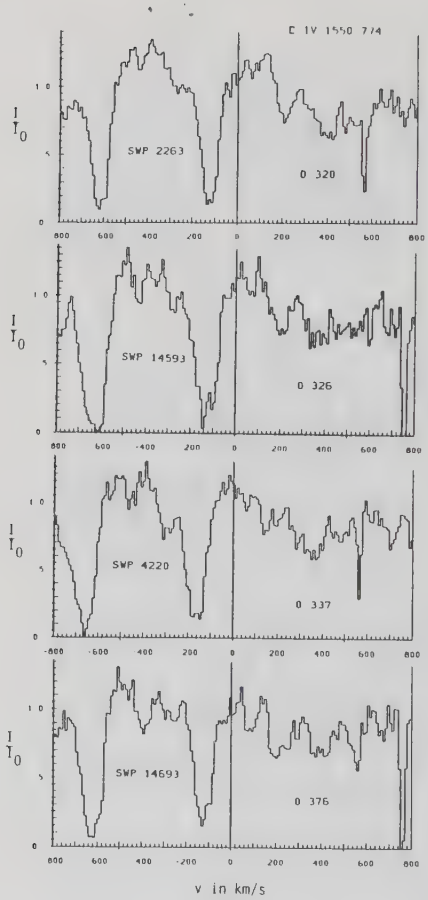
Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
C IV 1548.185



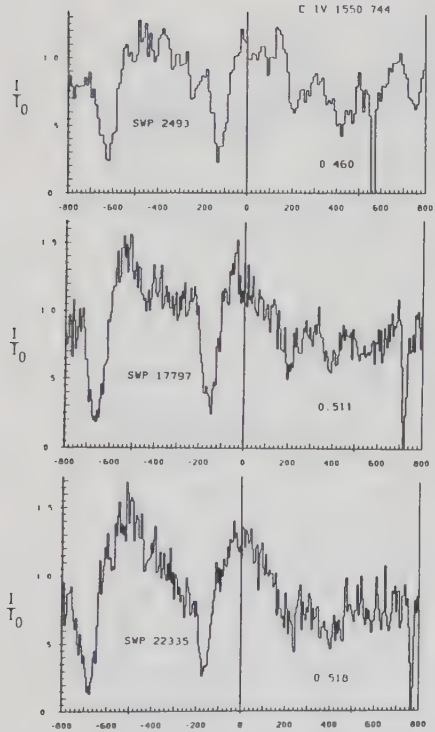
Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
C IV 1548.185



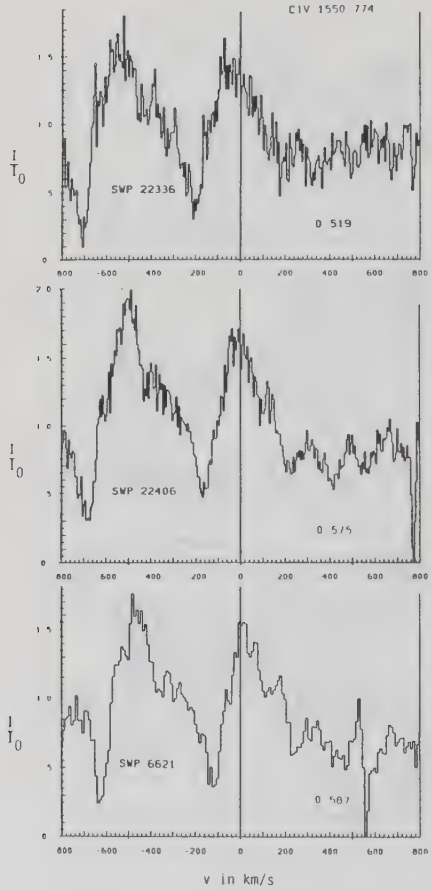
Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
C IV 1550.774



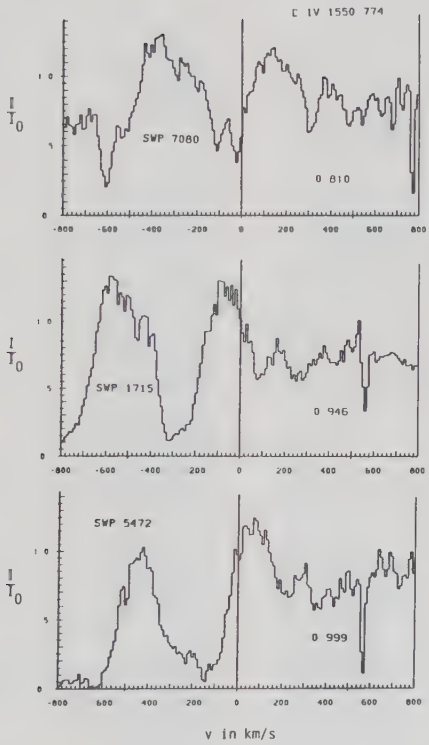
Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
C IV 1550.774



Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
C IV 1550.774



Anhang 2: P Cygni-Linienprofile von μ Sagittarii (normiert)
C IV 1550.774



Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)

φ =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1267.7	Fe II	9	1267.437	mittel
1269.2	Mn III		1269.104	mittel
	Cr III	13	1269.11	
1272.4	Cr III	13	1271.85	
	Fe II	9	1272.001	mittel
	Fe II	9	1272.638	
1273.4	Cr III	5	1272.972	mittel
	Mg II		1273.423	
1275.1	C I	55	1274.984	
	Fe II	9	1275.154	kräftig
	Fe II	9	1275.801	
1277.7	C I	7	1277.245	
	C I	7	1277.282	
	C I	7	1277.513	kräftig
	C I	7	1277.550	
	C I	7	1277.723	
1279.2	C I	6	1279.056	
	C I	6	1279.229	mittel
	C I	6	1279.498	
1280.5	C I	5	1280.333	
	Si III	63	1280.354	mittel
	C I	5	1280.597	
	C I	5	1280.847	
1282.2	Cr III		1281.98	schwach
1284.1	Cr III	12	1284.09	mittel
1287.4	Cr III	12	1287.05	schwach
1288.3	C I	54	1288.037	
	C I	53	1288.422	kräftig
	C I	52	1288.710	
1290.2	C I	51	1289.977	mittel

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

● =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1294.8	Si III	4	1294.543	mittel
	Ti III	1	1294.698	
1296.6	Fe II	86	1296.088	mittel
	Si III	4	1296.726	
1299.0	Fe II	87	1298.815	
	Si III	4	1298.891	
	Si III	4	1298.960	kräftig
	V II		1299.07	
	V II		1299.25	
1301.1	Si III	4	1301.146	mittel
1302.2	O I	2	1302.1686	kräftig
1303.3	Si III	4	1303.320	mittel
1304.3	Si II	3	1304.3702	mittel
1304.9	O I	2	1304.8575	kräftig
1305.9	O I	2	1306.0286	kräftig
1309.5	Si II	3	1309.2769	
	Cr III	28	1309.34	
	N I	13	1310.5401	kräftig
	C I	49	1310.637	
	C I	48	1311.363	
1313.5	Si III	10	1312.590	
	C I	45.01	1313.387	mittel
	C I	45	1313.464	
1316.4	Cr III		1316.16	
	N I	12.02	1316.2908	mittel
	Cr III	28	1316.40	
1319.1	N I	12	1318.9981	mittel
	N I	12	1319.0048	
1319.9	N I	12	1319.669	schwach
	N I	12	1319.6760	

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

Φ =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1323.9	Cr III	28	1322.83	
	C I	11	1323.9059	
	C I	11	1323.9513	mittel
1327.0	Ni II		1325.2421	
	N I	11	1326.5639	
	N I	11	1326.5707	mittel
	S I	8	1326.6432	
	Fe II		1327.058	
	Ti III	4	1327.592	
	N I	11	1327.9170	
	N I	11	1327.9238	
1329.5	C I	4	1328.8332	
	C I	4	1329.0863	
	C I	4	1329.1001	mittel
	C I	4	1329.1230	
	C I	4	1329.5775	
1332.2	Fe II		1332.042	mittel
1334.5	C II	1	1334.5323	R, kräftig
1335.8	C II	1	1335.6627	
	C I	1	1335.7077	kräftig
1340.2	Ni II		1340.007	schwach
1346.1	Ni II		1345.882	schwach
1347.1	Si II	7	1346.873	mittel
1348.6	Si II	7	1348.543	schwach
1350.2	Si II	7	1350.057	
	Al II		1350.18	mittel
	Si II	7	1350.520	
	Si II	7	1350.658	
1352.8	Si II	7	1352.635	mittel
	Al III		1352.810	
	Al III		1352.858	

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

φ=0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1354.2	Si II	7	1353.718	mittel
	C I	43	1354.288	
1355.9	O I	1	1355.5997	kräftig
	C I	42	1355.844	
1357.2	C I	41	1357.134	
	Cr III	36	1357.313	mittel
	C I	40.01	1357.659	
1359.2	Cr III		1358.65	
	Cr III		1358.958	
	Mn III		1358.958	
	Ni II		1958.992	
	C I		1359.275	mittel
1360.8	Fe II	111	1360.870	schwach
1361.6	Si III	46	1361.597	schwach
1362.3	Si III	38	1362.366	schwach
1364.4	C I	39	1364.164	mittel
	Cr III		1364.26	
1367.3	Si III	46	1367.049	schwach
1371.0	Fe II		1371.24	mittel
1373.2	Si III	67	1373.030	mittel
1375.2	Fe II		1375.172	schwach
1379.8	Al III		1379.670	mittel
1381.6	Fe II	152	1381.250	
	Ni II	8	1381.295	mittel
	Ni II		1381.423	
1388.4	Cr III		1388.24	mittel
1392.1	Fe II		1392.14	schwach

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

Φ =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1393.7	Si IV	1	1393.755	schwach
1396.4	Cr III		1396.42	schwach
1399.0	Ni II		1398.612	
	Ni II		1398.758	mittel
	Ni II	8	1399.026	
	Cr III		1399.05	
1402.9	Si IV	1	1402.770	schwach
1404.2	Si II	13.03	1403.783	schwach
1405.9	Cr III		1405.37	schwach
	Cr III		1405.72	
1407.4	Fe II		1407.135	schwach
1409.0	Fe II		1408.478	mittel
	Cr III		1408.71	
1410.6	Ni II		1410.446	
	Fe II		1410.618	
	Ni II		1410.642	mittel
1411.9	N I	10	1411.931	
	N I	10	1411.9494	schwach
1416.9	Se I	11	1416.84	mittel
	Ni III		1416.956	
1422.6	Ti III		1422.405	schwach
1424.8	Fe II	47	1424.047	mittel
	Ti III		1424.140	
	Fe II	47	1424.716	
	S I	5	1425.0301	
1433.2	S I	5	1433.28	mittel
	S I	5	1433.310	
1433.9	Si III	66	1433.690	schwach

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

● =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1435.4	Se I	8	1435.28	schwach
1447.3	Si III	3.05	1447.196	schwach
1448.4	S I	12	1448.229	schwach
1455.1	Cr III		1454.00	
	Ti III	5	1455.194	schwach
	Cr III		1455.27	
1459.2	C I	38	1459.0317	schwach
	Fe II	193	1459.311	
1463.5	C I	37	1463.336	mittel
1465.1	Fe II	193	1465.043	mittel
1467.3	Ni II		1467.265	
	C I	36	1467.402	mittel
	C I	35.01	1467.877	
1470.1	Cr III		1469.55	
	C I	35	1470.094	mittel
1473.2	S I	1	1472.972	mittel
	S I	4	1473.019	
1474.6	S I	3	1473.995	mittel
	S I	3	1474.380	
	S I	3	1474.572	
1478.3	C III	12.04	1477.68	
	C III	12.04	1478.05	mittel
	C III	12.04	1478.30	
1479.9	V III		1479.57	schwach
	Cr III		1480.16	
1481.5	Fe III		1481.169	
	S I	4	1481.665	mittel
	S I	4	1481.712	

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

Φ =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1483.3	S I	3	1483.039	mittel
	S I	3	1483.233	
1485.4	P II		1485.49	kräftig
	S I	4	1485.622	
1487.4	S I	3	1487.150	mittel
1492.8	N I	4	1492.6254	mittel
	N I	4	1492.8195	
1494.8	N I	4	1494.6751	mittel
1502.2	P III	6	1502.27	schwach
1511.0	C I	64.04	1510.981	mittel
1512.2	Cr III		1512.22	schwach
1526.7	Si II	2	1526.7076	R kräftig
1533.5	Si II	2	1533.432	kräftig
1542.3	C I	64	1542.1766	mittel
1548.7	C IV	1	1548.185	R schwach
1550.6	C IV	1	1550.774	R schwach
1559.0	Fe II	46	1558.542	mittel
	Fe II	46	1558.690	
1560.6	C I	3	1560.3095	
	C I	3	1560.6832	mittel
	C I	3	1560.7079	
1561.5	C I	3	1561.3407	
	C I	3	1561.4382	mittel
1563.9	Fe II	45	1563.788	schwach

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

φ =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1566.8	Fe II	44	1566.819	schwach
1568.2	Fe II	45	1568.016	schwach
1570.4	Fe II	45	1570.242	schwach
1571.3	Cr III		1571.04	schwach
1574.1	Fe II	45	1573.825	mittel
	Cr III	73	1573.87	
1575.2	Fe II	45	1574.923	mittel
1577.1	Fe III		1577.084	mittel
	Cr III	73	1577.14	
	Fe II	45	1577.166	
1578.4	Mn III	19	1577.939	schwach
1580.6	Fe II	44	1580.625	mittel
1581.3	Fe II	44	1581.274	mittel
1585.2	Fe II	44	1584.949	mittel
1587.2	V III		1586.92	schwach
1588.5	Fe II	44	1588.286	schwach
1595.7	Fe III	119	1595.597	schwach
1598.0	Cr III		1597.46	mittel
	Si I	35	1597.9620	
1602.9	Fe II	316	1602.588	
	Cr III		1602.79	mittel
	C I	3	1602.97	
1605.8	Al III		1605.766	mittel
1608.4	Fe II	8	1608.456	mittel

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

Φ =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1609.5	Cr III		1609.35	schwach
1613.1	Fe II	43	1612.802	mittel
1616.8	V II	99	1617.35	mittel
1618.9	Fe II	8	1618.47	mittel
	Cr III		1619.94	
1621.9	Fe II	8	1621.685	mittel
1623.1	Fe II	43	1623.091	schwach
1625.7	Fe II	43	1625.520	
	Al II	9	1625.6271	mittel
	Fe II	8	1625.909	
1629.5	Fe II	8	1629.154	mittel
	Si I	27	1629.438	
1630.2	Si I	27	1629.9477	schwach
1631.3	Fe II	8	1631.12	schwach
1632.8	Cr III		1632.62	schwach
1634.3	Fe II	43	1633.908	mittel
	Cr III		1634.12	
	Fe II	8	1634.345	
1635.6	Fe II	68	1635.398	mittel
1636.3	Fe II	8	1636.321	mittel
1637.6	Fe II	42	1637.397	schwach
1639.4	Fe II	8	1639.403	mittel
	Fe II	43	1640.15	
1643.6	Fe II	42	1643.576	schwach

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

Φ =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1644.8	Al II		1644.2348	schwach
	Al II		1644.8089	
1646.0	Fe II	68	1646.182	schwach
1647.5	Fe II	68	1647.159	schwach
1649.4	Fe II	42	1649.423	
	Fe II	68	1649.572	mittel
	Ni III	17	1649.771	
1650.7	Fe II	68	1650.704	mittel
	Fe III		1650.764	
1654.3	Fe II	68	1654.111	mittel
	Fe II	42	1654.476	
1657.2	C I	2	1656.2665	
	C I	2	1656.9282	
	C I	2	1657.0078	kräftig
	C I	2	1657.3797	
1658.2	C I	2	1657.9070	mittel
	C I	2	1658.1222	
1661.2	V II		1661.27	schwach
1663.6	Fe II	40	1663.221	schwach
1670.8	Al II	2	1670.7867	R, kräftig
1674.2	Si III	58	1673.315	
	Fe II	102	1673.462	mittel
	Cr III		1673.77	
1676.5	Cr III		1676.20	mittel
	Si I	21	1676.2207	
	Cr III		1676.96	
1678.5	Cr III		1678.41	schwach
1679.8	Cr III	72	1679.25	mittel

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

v=0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
	Fe II	102	1679.381	mittel
	Cr III		1679.9868	
1686.8	Al II		1686.25092	
	Fe II	40	1686.455	mittel
	Si I	21	1686.8185	
1689.7	Mn II	39	1689.48	schwach
1691.1	Fe II	85	1690.759	schwach
	Si I	21	1690.7889	
1692.6	V II	33	1692.11	schwach
	Ni III	16	1692.514	
1693.7	Si I	18	1693.2934	
	Si I	21	1693.4681	mittel
	V II	33	1693.49	
1694.7	Cr III		1994.53	schwach
1696.8	N III		1696.54	
	Cr III	71	1696.64	
	Fe II	38	1696.794	mittel
1698.2	Cr II		1698.183	mittel
1700.6	Cr III	34	1700.29	schwach
1702.1	Fe II	38	1702.043	mittel
1703.0	Si I	16	1702.8694	
	Cr III	71	1702.89	mittel
1704.8	Si I	17	1704.4416	mittel
	Ni III		1704.641	
1706.4	Cr III		1705.96	mittel
1707.7	Fe II	84	1707.399	
	Cr III	71	1707.43	mittel

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

δ =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1708.7	Ni III	25	1708.552	
	Fe II	38	1708.621	mittel
1709.8	Ni II	4	1709.598	
	Fe II	84	1709.670	mittel
	Fe III		1709.892	
	Ni III	16	1709.901	
1711.8	Cr III		1711.02	
	Cr III	34	1711.63	mittel
1713.3	Fe II	38	1712.997	mittel
1715.5	Fe II	84	1715.503	mittel
1716.5	Cr III	71	1716.21	schwach
	Cr III		1716.33	
1717.8	Fe III		1717.414	schwach
1720.4	Fe II	84	1720.042	mittel
	Fe II	38	1720.616	
1721.2	Fe II	84	1720.042	
	Fe II	38	1720.616	mittel
1723.0	Fe III		1722.837	mittel
1725.1	Fe II	39	1724.854	
	Al II	6	1724.9519	mittel
	Fe II	37	1724.966	
	Al II	6	1724.9838	
1726.5	Fe II	38	1726.391	mittel
	Fe III		1726.665	
1729.2	Cr III		1728.34	mittel
1731.3	Fe III		1730.842	
	Fe II	110	1731.038	mittel
1732.3	Fe II	42	1732.253	mittel

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

δ =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1733.4	Cr III		1733.00	mittel
	Cr III		1733.13	
1734.9	Mg II		1734.8523	mittel
1740.5	Mn II	13	1740.156	mittel
1741.9	Mn II	13	1741.50	
	Mn II	13	1742.00	mittel
	Ni II	5	1741.547	
1743.1	N I	9	1742.7189	
	N I	9	1742.7306	mittel
	Mn II	13	1743.347	
1744.9	Fe II		1744.745	schwach
	N I	9	1745.2482	
1745.2	N I	9	1745.2482	mittel
	N I	9	1745.2600	
1747.0	Fe II	101	1746.818	mittel
	Ni III	15	1746.94	
	Cr III		1747.14	
1748.4	Fe III		1748.177	schwach
1749.4	Mg III		1748.932	schwach
1752.0	C I	62	1751.8277	mittel
1753.5	Mg II		1753.4744	mittel
1754.9	Cr III		1754.76	mittel
	Cr III		1755.24	
1760.6	Al II	5	1760.1044	mittel
	Fe II	100	1760.415	
1761.8	Fe II	101	1761.379	
	Al II	5	1761.9751	mittel

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

φ =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1764.1	Al II	5	1763.8692	mittel
	Al II	5	1763.9521	
1765.8	Al II	5	1765.815	mittel
1767.9	Al II	5	1767.7308	mittel
1772.6	V III		1772.31	
	Fe II	99	1772.509	mittel
1774.2	Fe III		1774.104	schwach
1777.0	Si I	13	1776.8241	mittel
1783.3	Mg III		1783.253	schwach
1785.5	Fe II	191	1785.262	mittel
1786.8	Fe II	191	1786.738	mittel
1788.3	Fe II	191	1788.072	mittel
	V III		1788.26	
	Ni III	27	1788.301	
	Ni II	5	1788.485	
1789.9	V III		1789.62	schwach
1793.4	Fe II	99	1793.367	mittel
	V III		1793.82	
1797.2	V III		1796.77	mittel
	Mn III		1796.864	
1798.3	V III		1798.15	
	Fe II	142	1798.156	schwach
1800.8	Fe III		1800.505	schwach
	Mg III		1800.662	
1803.6	Fe III		1803.027	mittel
1807.8	Si II	1	1808.017	R mittel

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

Φ =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1809.1	Si I	67	1809.1047	mittel
	Fe II	142	1809.316	
1812.3	Fe III	200	1811.924	schwach
	Fe III		1812.974	
1814.4	Si I	67	1814.0794	schwach
1815.7	V III		1814.95	schwach
	V III		1815.35	
1817.5	Si II	1	1816.9278	mittel
	Cr III		1817.16	
1818.5	Mn II		1818.38	mittel
1820.6	Cr II		1819.81	schwach
1822.3	Cr II		1821.58	schwach
1823.9	V III		1823.57	mittel
1825.4	V III		1824.88	schwach
1828.2	Mg I		1827.934	schwach
1828.7	Al II		1828.5876	schwach
1835.4	Fe III		1834.997	schwach
	V III		1835.01	
1836.1	Fe III		1835.712	
	Fe II	98	1835.874	mittel
1839.9	Fe III		1839.301	mittel
	Fe III		1839.968	
1841.9	Fe III		1841.536	mittel
	Fe II	65	1841.701	
1843.2	Fe III	97	1842.927	mittel
	Fe III	117	1843.502	

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1845.0	Fe III	97	1844.942	schwach
1846.5	Fe II	98	1846.573	schwach
1849.2	Fe II	141	1848.771	mittel
1850.7	Ca II	10	1850.691	schwach
1852.0	V II		1851.32	schwach
1852.9	Fe III		1852.677	mittel
1854.9	Fe III	97	1854.384	
	Al III	1	1854.716	R, mittel
	Fe III	63	1854.826	
	Fe III	63	1854.975	
1858.2	Fe II	7	1857.935	
	Al II	4	1858.05	
	Mg III		1858.186	mittel
	Fe III	63	1858.542	
1860.0	Fe II	65	1859.741	
	Fe III		1859.813	mittel
	Fe III	63	1859.955	
	Fe II	97	1860.055	
1862.8	Al III	1	1862.790	R, mittel
	Fe III	62	1863.317	
1864.7	Fe II	126	1864.656	mittel
	Fe II	126	1864.743	
1865.4	Fe III	154	1865.415	mittel
1867.6	Fe III		1866.900	schwach
	Fe III		1867.310	
1870.8	Fe III		1871.319	schwach
1875.4	Si I	62	1874.84	schwach
	Fe II	345	1875.536	

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

* =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1876.4	Fe II	141	1876.181	schwach
	Fe II	97	1876.838	
1877.6	Fe II	125	1877.467	schwach
1878.3	Fe III	63	1877.989	schwach
1884.9	Fe III	62	1884.596	mittel
1886.1	Fe III	96	1885.917	schwach
	Fe II		1886.147	
1890.6	Cr II	40	1890.55	mittel
	Cr I		1890.78	
1892.3	Fe III		1891,909	schwach
1893.8	Fe III	83	1893.981	schwach
	Fe III	125	1894.006	
1895.8	Fe III	34	1895.456	mittel
	Fe II	124	1895.675	
1897.4	Fe III	83	1896.803	schwach
	Fe III	83	1897.379	
1899.2	Fe III		1898.870	
	Cr II	40	1898.92	mittel
1900.7	Fe III		1900.575	schwach
1901.8	Fe III		1901.379	schwach
1902.4	Fe III	94	1902.076	schwach
1903.5	Fe III		1903.706	schwach
1907.9	Fe III	83	1907.577	
	Fe III	83	1907.741	mittel
	V II	80	1907.80	
1909.9	V II	80	1909.36	schwach

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
	Fe III		1909.782	
	Fe III		1909.846	
1910.8	Fe III	57	1910.401	schwach
	Fe III	124	1910.669	
1911.9	Fe III	135	1911.338	mittel
	Mn II	10	1911.41	
	V II	80	1911.88	
1914.3	V II	80	1913.70	
	Fe III	57	1913.62	
	Fe III	34	1914.056	schwach
1915.2	V II	80	1914,91	schwach
1915.6	Fe III	57	1915.750	schwach
1917.5	Fe II	96	1917.337	
	Fe III	101	1917.453	schwach
1918.2	V II	80	1917.79	
	Fe III		1917.960	schwach
1920.1	Fe III	107	1919.572	schwach
	Fe III		1920.260	
1921.1	Fe III		1920.752	schwach
1921.5	Fe III		1921.132	schwach
1923.1	Fe III	51	1922.789	schwach
	Fe II	138	1922.797	
	Fe III	95	1923.003	
1925.0	Fe III	79	1924.532	schwach
1925.6	Fe III		1925.271	schwach
1926.4	Fe II	123	1925.983	mittel
	Fe III	34	1926.304	

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

Φ =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1928.1	Fe III		1927.679	
	Fe III		1928.178	
	Fe III	95	1928.265	mittel
1929.2	Fe III		1928.837	schwach
	Fe III	95	1929.413	
1935.3	Fe II	96	1935.296	schwach
	Cr II	39	1935.58	
1937.0	Mn III	13	1936.559	
	Fe II	96	1936.799	mittel
	Cr II	39	1937.56	
1938.9	Fe III	95	1938.775	schwach
1940.6	Fe III	79	1940.631	schwach
1941.6	Mn III	13	1941.282	
	Fe III	79	1941.633	schwach
1943.4	Mn III	13	1943.209	
	Fe III	51	1943.481	schwach
	Fe III		1943.715	
1944.6	Mn III	13	1944.640	schwach
1945.7	V II	58	1945.35	schwach
1946.9	Fe III		1946.769	schwach
1948.3	Mn III	13	1947.516	schwach
	Fe II	123	1948.372	
1951.4	Fe III	68	1951.318	mittel
1952.7	Mn III	13	1952.361	
	Fe III	68	1952.362	mittel
	Fe III	68	1952.514	
	Mn III	13	1952.525	
1964.4	Mn III	13	1963.719	
	Fe III	170	1964.342	schwach

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1965.8	Fe III	106	1965.309	schwach
	Cr III		1965.56	
1968.5	Fe III	116	1966.740	
	Ca III		1967.936	mittel
1972.0	Mn III		1971.22	
	Ca III		1971.992	schwach
1974.8	Mn II		1974.10	schwach
1975.7	Cr III		1975.56	mittel
	Mn III		1975.69	
1980.3	Si I	7	1977.5978	
	Fe III		1980.392	mittel
	Si I	7	1980.618	
1983.2	Fe III	56	1982.855	mittel
	Si I	7	1983.2330	
1993.7	Fe III	106	1992.858	
	Fe III	50	1993.262	mittel
	Fe II	95	1993.289	
1995.4	Fe II	228	1994.857	
	Fe III	50	1995.266	mittel
1996.7	Fe III	50	1996.420	schwach
1999.5	Fe II	187	1999.430	mittel
	Fe III	55	1999.588	
2001.2	Fe III	55	2001.258	mittel
	Cr II	54	2001.36	
2001.9	Cr II	54	2001.65	schwach
2004.9	Cr II	53	2004.24	mittel
2006.8	Fe III	55	2006.262	schwach

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (SWP)
(Fortsetzung)

Φ =0.733 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2008.0	Fe II	187	2007.013	mittel
	Fe III	55	2007.841	
2024.2	Fe II	187	2023.715	mittel
2026.2	Cr II	2	2025.58	
	Mg I	2	2025.82	R, mittel
2029.8	Fe II	93	2029.182	schwach
2033.2	Fe II	94	2032.407	mittel
2035.6	Cr II	29	2034.88	mittel

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (LWR)

● =0.737 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2348.3	Fe II	36	2348.118	mittel
2360.3	Fe II	3	2359.111	
	Fe II	165	2359.111	
	Fe II	379	2359.111	
	Fe II	165	2359.594	
	Fe II	35	2359.999	
	Cr II	208	2360.14	mittel
	Fe II	36	2360.287	
2364.0	Cr II	10	2364.02	mittel
2367.1	Cr II	34	2366.84	schwach
2370.5	Fe II	35	2370.494	mittel
2373.6	Fe II	2	2373.733	mittel
2375.6	Fe II	36	2375.192	mittel
2378.9	Cr II	45	2378.28	
	Cr II	45	2378.68	mittel
	Cr II	45	2378.90	
2381.9	Fe II	3	2380.757	
	Fe II	2	2382.034	R, kräftig
	Fe II	2	2383.060	
2384.9	Fe II	36	2384.386	mittel
2388.9	Fe II	2	2388.629	mittel
2395.8	Fe II	2	2395.416	kräftig
	Fe II	2	2395.627	
2399.8	Fe II	2	2399.237	mittel
	Fe II	36	2399.237	
	Cr II	235	2399.67	
	Cr II	170	2400.24	
2402.7	Fe II	377	2402.450	schwach

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (LWR)
(Fortsetzung)

Φ =0.737 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2405.1	Fe II	2	2404.430	
	Fe II	2	2404.882	mittel
	Cr II	170	2404.92	
	Cr II	235	2405.28	
2407.1	Fe II	2	2406.660	mittel
2411.2	Cr II	170	2410.43	
	Fe II	2	2410.521	mittel
	Cr II	170	2411.01	
	Fe II	2	2411.062	
2413.5	Fe II	2	2413.308	schwach
	Cr II	170	2413.64	
2416.8	Ni II	20	2416.134	
	Cr II	235	2416.40	mittel
2424.5	Fe II	180	2424.141	
	Fe II	149	2424.380	mittel
	Fe II	180	2424.585	
	Fe II	301	2424.585	
2429.5	Fe II	375	2428.970	mittel
	Fe II	385	2429.148	
2437.3	Fe II	384	2436.615	mittel
	Fe II	375	2436.987	
2450.2	Fe II	375	2450.134	mittel
2457.5	Cr III	43	2456.83	schwach
2459.2	Fe II	209	2458.782	mittel
	Cr III	43	2458.98	
2462.2	Fe II	209	2461.282	schwach
	Fe II	209	2461.855	
2466.9	Fe II	179	2466.670	mittel
	Fe II	179	2466.811	

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (LWR)
(Fortsetzung)

*=0.737 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2470.4	Cr II	310	2469.40	
	Fe II	299	2469.512	
	Fe II	382	2469.712	
	Cr II	305	2469.95	
	Fe II	179	2470.661	mittel
	Cr II	92	2470.81	
	Cr II	309	2470.87	
2473.2	Fe II	179	2472.426	mittel
	Cr III	43	2472.88	
	Fe II	148	2473.314	
2475.00	Fe II	208	2474.762	mittel
2480.1	Cr III	43	2479.77	
	Fe II	179	2480.155	schwach
2482.8	Fe II	161	2482.117	schwach
	Fe II	207	2482.654	
2484.2	Cr II	75	2483.79	
	Fe II	243	2484.243	schwach
2486.7	Cr II	92	2486.29	
	Fe II	208	2486.343	mittel
2489.8	Fe II	161	2489.485	mittel
2491.3	Fe II	179	2490.856	mittel
	Fe II	201	2491.392	
2493.5	Fe II	161	2493.17	
	Fe II	207	2493.174	mittel
	Fe II	161	2493.269	
2498.3	Fe II	175	2497.817	
	Fe II	207	2497.817	mittel
	Cr II	298	2497.87	
	Fe II	161	2498.897	
2501.2	Fe II	357	2500.919	schwach

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (LWR)
(Fortsetzung)

Φ=0.737 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2502.4	Si II	18	2501.970	mittel
	Fe II	207	2502.388	
2503.9	Fe II	285	2503.870	mittel
2506.8	Fe II	207	2506.091	mittel
	Cr II	41	2506.11	
2511.9	Fe II	161	2511.759	mittel
2515.0	Fe II	285	2514.383	mittel
2519.8	Fe II	268	2519.044	mittel
	Cr II	91	2519.08	
2526.2	Fe II	159	2525.386	mittel
	Fe II	145	2526.292	
2529.5	Fe II	145	2529.545	mittel
	Fe II	177	2529.545	
2534.3	Fe II	159	2533.62	mittel
	Fe II	159	2534.413	
2535.9	Fe II	177	2535.48	mittel
2537.2	Fe II	241	2536.673	
	Fe II	159	2536.822	mittel
	Fe II	363	2537.142	
2539.2	Fe II	158	2538.794	
	Fe II	158	2538.898	mittel
	Fe II	158	2539.003	
2543.2	Fe II	158	2541.831	mittel
	Fe II	159	2543.382	
2545.8	Fe II	159	2545.215	mittel
	Fe II	267	2545.432	
2547.6	Fe II	177	2546.667	schwach

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (LWR)
(Fortsetzung)

● =0.737 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2549.3	Fe II	158	2548.590	
	Fe II	145	2548.741	
	Fe II	319	2548.925	kräftig
	Fe II	284	2549.082	
	Fe II	177	2549.399	
	Fe II	177	2549.399	
2560.2	Fe II	205	2559.774	
	Fe II	267	2559.921	mittel
	Fe II	221	2560.278	
2562.7	Fe II	64	2562.535	kräftig
2566.8	Fe II	174	2566.623	mittel
	Fe II	64	2566.908	
2571.1	Fe II	284	2570.843	mittel
2576.2	Mn II	1	2576.107	R, mittel
2578.2	Fe II	64	2577.920	mittel
2583.0	Fe II	64	2582.876	mittel
2586.1	Fe II	326	2585.629	
	Fe II	1	2585.876	mittel
2589.0	Fe II	265	2588.786	schwach
2593.8	Fe II	318	2592.781	mittel
	Fe II	64	2593.722	
2599.2	Fe II	1	2598.369	R, kräftig
	Fe II	1	2599.395	
2605.8	Fe II	204	2605.416	mittel
2607.3	Cr II	63	2606.53	
	Fe II	1	2607.086	mittel
2612.2	Fe II	1	2611.873	mittel

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (LWR)
(Fortsetzung)

Φ =0.737 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2614.3	Fe II	1	2613.82	mittel
2618.3	Fe II	1	2617.618	mittel
2620.9	Fe II	1	2620.408	mittel
	Fe II	1	2621.669	
2626.0	Fe II	318	2625.489	
	Fe II	1	2625.664	mittel
2628.7	Fe II	1	2628.291	mittel
2631.4	Cr II	63	2630.93	
	Fe II	1	2631.045	mittel
	Fe II	1	2631.321	
2638.0	Cr II	62	2637.20	
	Cr II	198	2637.48	mittel
	Fe II	221	2637.643	
2658.9	Cr II	8	2658.59	mittel
	Cr II	141	2658.41	
2661.3	Mg II	4	2660.775	
	Mg II	4	2660.821	mittel
	Cr II	8	2661.73	
2664.0	Cr II	8	2663.42	
	Cr II	8	2663.67	
	Fe II	263	2664.665	mittel
2667.2	Cr II	8	2666.02	
	Fe II	263	2666.79	mittel
2668.5	Cr II	8	2668.71	schwach
2669.8	Cr II	8	2668.78	
	Cr II	63	2670.06	mittel
2677.9	Cr II	8	2677.13	schwach
	Cr II	8	2677.19	

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (LWR)
(Fortsetzung)

ϕ =0.741 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2685.2	Fe II	283	2668.752	
	Fe II	201	2684.940	mittel
	Cr II	122	2685.04	
2688.9	Cr II	84	2688.28	mittel
	Cr II	186	2688.41	
2691.2	C II	8	2691.03	schwach
2693.1	Fe II	283	2692.601	
	Fe II	62	2692.826	mittel
	Cr II	84	2693.53	
2694.7	C II	163	2694.70	mittel
2701.6	Cr II	186	2701.24	
	Cr II	230	2701.24	mittel
	Cr II	62	2701.65	
2704.2	Cr II	7	2703.85	mittel
	Fe II	261	2703.988	
2709.2	Cr II	186	2708.78	mittel
2710.0	Cr II	186	2709.31	mittel
2711.0	Cr II	289	2710.92	schwach
2712.1	Fe II	201	2711.842	
	Cr II	7	2712.30	mittel
	Fe II	201	2712.386	
2714.6	Fe II	63	2714.414	mittel
2716.8	Fe II	261	2716.216	
	Cr II	163	2717.05	mittel
	Fe II	339	2716.429	
2724.2	Cr II	59	2723.64	
	Fe II	62	2724.879	mittel
2727.8	Fe II	200	2727.382	
	Fe II	63	2727.538	mittel

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (LWR)
(Fortsetzung)

Φ =0.737 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2735.2	Cr II	253	2734.57	schwach
2737.2	Fe II	63	2736.968	mittel
	Cr II	253	2737.09	
2739.9	Fe II	63	2739.545	mittel
	Cr II	185	2739.74	
2743.8	Cr I	63	2741.078	
	Cr I	63	2742.165	
	Fe II	62	2743.196	mittel
2747.1	Cr II	253	2746.487	
	Fe II	63	2746.487	mittel
	Fe II	62	2746.978	
2749.6	Fe II	63	2749.178	
	Fe II	62	2749.324	mittel
	Fe II	63	2749.482	
	Cr II	253	2749.82	
2754.1	Fe I	46	2753.687	mittel
2756.0	Cr II	101	2755.53	
	Fe II	62	2755.733	mittel
	Cr II	101	2756.264	
	Cr II	101	2756.30	
2758.2	Fe I	46	2757.314	mittel
2759.2	Cr II	252	2758.99	
	Cr II	101	2759.40	
	Cr II	101	2759.73	mittel
	Cr II	101	2760.20	
	Cr II	253	2760.53	
2762.5	Fe I	46	2761.720	
	Fe II	63	2761.813	mittel
	Fe I	46	2762.027	
2768.3	Fe II	46	2767.523	mittel
	Cr II	253	2767.62	

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (LWR)
(Fortsetzung)

● =0.737 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2769.3	Cr II	252	2768.59	
	Fe II	63	2768.940	mittel
	Fe II	200	2769.153	
2784.1	Cr II	252	2783.84	mittel
2785.6	Cr II	99	2785.10	mittel
2791.1	Mg II	3	2790.768	mittel
2795.3	Mg II	1	2795.523	R kräftig
2798.3	Mg II	3	2797.989	mittel
2802.5	Mg II	1	2802.698	R kräftig
2805.7	Fe II	295	2805.786	schwach
2807.4	Fe II	281	2807.165	schwach
	Fe II	295	2807.165	
2810.5	Cr II	307	2810.03	schwach
2816.7	Cr II	307	2817.00	schwach
2826.2	Cr II	83	2825.5	mittel
	Fe I	45	2825.557	
2831.1	Cr II	82	2830.46	mittel
	Cr II	81	2830.60	
2840.6	Fe II	380	2839.819	
	Cr II	82	2840.01	
	Cr II	115	2840.43	mittel
	Fe II	217	2840.644	
	Fe II	280	2840.756	
2843.2	Cr II	250	2842.78	mittel
	Cr II	5	2843.24	
2848.8	Fe II	196	2848.046	
	Fe II	399	2848.122	mittel
	Fe II	391	2848.332	
	Cr II	250	2848.40	

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (LWR)
(Fortsetzung)

Φ =0.737 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2850.2	Fe II	196	2849.60	schwach
	Cr II	5	2849,83	
2852.3	Cr II	82	2851.35	
	Mg I	1	2852.120	R mittel
	Cr II	250	2852.27	
2857.5	Cr II	161	2854.58	
	Cr II	161	2855.05	
	Cr II	214	2855.05	
	Cr II	250	2855.43	
	Fe II	195	2856.144	
	Cr II	81	2856.32	
	Fe II	380	2856.392	mittel
	Cr II	11	2856.77	
	Fe II	399	2856.928	
	Fe II	294	2857.171	
	Fe II	195	2858.340	
	Fe II	279	2858.340	
	Cr II	11	2858.64	
2865.9	Fe II	294	2864.968	mittel
	Cr II	5	2865.10	
2869.5	Fe II	61	2868.874	mittel
	Fe II	257	2869.156	
2874.2	Fe II	279	2873.399	
	Cr II	5	2873.46	mittel
	Cr II	295	2873.46	
	Cr II	11	2873.81	
2876.7	Cr II	11	2875.97	mittel
	Cr II	7	2876.24	
2895.2	Fe II	230	2894.776	schwach
2897.3	Cr II	159	2896.45	
	Cr II	288	2896.45	schwach
	Cr II	97	2896.74	
2904.5	Cr II	97	2903.97	mittel

Anhang 3: Linienidentifikation δ Librae (LWR)
(Fortsetzung)

Φ=0.737 λ (Linie)	mögliche Linien-Beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2897.3	Cr II	159	2896.45	
	Cr II	288	2896.45	schwach
	Cr II	97	2896.74	
2904.5	Cr II	97	2903.97	mittel
2922.0	Cr II	286	2921.23	mittel
2924.4	Cr II	286	2923.46	mittel
	Cr II	286	2923.67	
2926.9	Fe II	60	2926.584	mittel
	Cr II	95	2926.15	
2928.9	Mg II	2	2928.625	mittel
2936.8	Mg II	2	2936.496	mittel
2939.9	Fe II	60	2939.506	mittel
2954.3	Fe II	60	2953.774	schwach
2970.7	Fe II	60	2970.510	schwach

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)

Φ=0.811 λ (Linie)	Φ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1236.6	1236.2	Cr III	21	1236.25	mittel
1238.9	1238.5	Cr III	21	1238.51	mittel
1239.0	1239.2	N V	1	1238.821	schwach
1240.6	1240.2	Mg II		1240.3947	mittel
1243.6	1243.3	N V	1	1242.84	
		N I	5	1243.1796	mittel
		N I	5	1243.3066	
1245.6	1245.3	Cr III	6	1245.23	mittel
1246.4	1245.9	Mn III		1245.975	mittel
1247.2	1246.8	Si II	8	1246.738	mittel
1248.2	1247.9	Cr III	6	1247.86	mittel
1248.8	1248.4	Si II	8	1248.426	mittel
1250.7	1250.5	Si II	13.05	1250.089	
		Si II	13.05	1250.433	
		S II	1	1250.50	R, kräftig
		Si II	8	1251.164	
1253.0	1252.5	V III	7	1252.111	
		Cr III	6	1252.61	mittel
1254.1	1253.8	S II	1	1253.79	R, mittel
1256.9	1256.8	C III	11.53	1256.47	
		C I		1256.498	mittel
1257.9	1257.6	V III	7	1257.50	schwach
1259.7	1259.5	S II	1	1259.53	R, kräftig
		V III	7	1254.01	
1260.7	1260.5	Cr III	5	1259.80	
		Si II	4	1260.4212	R, kräftig
		Fe II	9	1260.542	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

●=0.811 λ (Linie)	●=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
		C I	9	1260.736	
		C I	9	1260.927	
		C I	9	1260.996	
1264.1	1263.7	Cr III	20	1263.61	mittel
1265.0	1264.8	Si II	4	1264.7374	kräftig
1266.9	1266.5	Cr III	5	1266.14	
		C I	58	1266.419	
		Fe II	9	1266.694	kräftig
1267.9	1267.5	Fe II	9	1267.437	mittel
1268.4	1268.1	Cr III	5	1268.01	mittel
1269.5	1269.2	Mn III		1269.104	mittel
		Cr III	13	1269.11	
1272.4	1272.0	Cr III	13	1271.85	
		Fe II	9	1272.001	mittel
1273.1	1272.65	Fe II	9	1272.638	mittel
1273.75	1273.3	Cr III	5	1272.972	mittel
1275.5	1275.2	Fe II	9	1275.154	mittel
1276.2	1275.8	Fe II	9	1275.801	mittel
1277.8	1277.5	C I	7	1277.245	
		C I	7	1277.289	
		C I	7	1277.513	kräftig
		C I	7	1277.550	
		C I	7	1277.723	
1278.8	1278.4	Ni II		1278.637	schwach
1279.4	1279.1	C I	6	1279.056	
		C I	6	1279.229	mittel
		C I	6	1279.498	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

ϕ=0.811 λ (Linie)	ϕ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1280.6	1280.3	C I	5	1280.333	
		Si III	63	1280.354	mittel
		C I	5	1280.597	
		C I	5	1280.847	
1282.9	1282.5	Ti III	2	1282.484	mittel
1283.5	1283.1	Cr III	13	1283.12	schwach
1284.0	1283.6	Mn III	9	1283.581	schwach
1284.6	1284.2	Cr III	12	1284.09	mittel
1286.9	1286.4	Ti III	2	1286.365	kräftig
		Cr III	12	1287.05	
		Mn III	9	1287.589	
1289.7	1289.4	Ti III	2	1289.299	mittel
1292.1	1291.6	Cr III	37	1291.53	
		Fe II	87	1291.594	
		Mn III	9	1291.618	
		Ti III	2	1291.622	mittel
		Mn III	9	1291.714	
		Cr III	37	1291.77	
1293.6	1293.3	Ti III	2	1293.228	mittel
1295.1	1294.6	Si III	4	1294.543	mittel
		Ti III	2	1294.698	
		Fe II	87	1294.914	
1296.4	1296.0	Ti III	1	1295.893	mittel
1297.3	1296.8	Si III	4	1296.726	mittel
1299.2	1298.9	Ti III	1	1298.659	
		Fe II	87	1298.815	
		Si III	4	1298.891	kräftig
		Si III	4	1298.960	
		Ti III	1	1298.970	
		Si III	4	1298.960	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

●=0.811 λ (Linie)	●=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1301.6	1301.1	Si III	4	1301.146	mittel
1302.4	1302.2	P II	2	1301.878	
		O I	2	1302.1686	mittel
1303.8	1303.4	Si III	4	1303.320	mittel
1305.0	1304.6	Si II	3	1304.3720	kräftig
		P II	2	1304.484	
		O I	2	1304.8575	
1306.1	1305.9	P II	2	1305.531	
		O I	2	1306.0286	kräftig
1307.2	1306.9	Mg II		1306.7139	mittel
1309.8	1309.3	Si II	3	1309.2769	
		Cr III	28	1309.34	kräftig
		Mg II		1309.4434	
		P II	2	1309.877	
1311.3	1310.9	N I	13	1310.5401	
		C I	49	1310.637	mittel
		N I	13	1310.9429	
1313.0	1312.7	Si III	10	1312.590	mittel
1313.7	1313.4	C I	45	1313.464	schwach
1316.6	1316.3	Cr III		1316.16	mittel
		N I	12.02	1316.2908	
		Cr III	28	1316.40	
1317.6	1317.3	Ni II	10	1317.220	mittel
1319.4	1319.2	N I	12.01	1318.8224	
		N I	12.01	1318.8293	
		N I	12	1318.9981	schwach
		N I	12	1319.0048	
1320.1	1319.7	N I	12	1319.6695	schwach
		N I	12	1319.6762	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.811 λ (Linie)	Φ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1324.3	1324.0	Cr III	28	1322.83	
		C II	11	1323.9059	
		C II	11	1323.9513	kräftig
1326.2	1325.7	Ni II		1325.359	schwach
1327.0	1326.7	N I	11	1326.5641	schwach
		N I	11	1326.5709	
1328.0	1327.7	Fe II		1327.058	
		Ti III	4	1327.592	mittel
1329.3	1328.9	C I	4	1328.8332	
		C I	4	1329.0863	
		C I	4	1329.1001	mittel
		C I	4	1329.1230	
1330.2	1329.7	C I	4	1329.5775	mittel
		C I	4	1329.6005	
1331.9	1331.6	Cr III		1331.56	schwach
1332.4	1332.1	Fe II		1332.042	schwach
1335.0	1334.6	C II	1	1334.5323	kräftig
		P III		1334.866	
1335.8	1335.6	C II	1	1335.6627	
		C II	1	1335.7077	kräftig
1340.1	1339.9	Ti III		1339.691	schwach
1341.8	1341.4	Si III	39	1341.465	schwach
1342.9	1342.3	Si III	39	1342.392	schwach
1343.8	1343.5	Si III	39	1343.388	mittel
1345.0	1344.6	P III	1	1344.34	mittel
		P III	1	1344.90	
1346.3	1345.9	Ni II		1345.882	schwach

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

ϑ=0.811 λ (Linie)	ϑ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1347.5	1347.0	Si II	7	1346.873	mittel
1348.9	1348.6	Si II	7	1348.543	mittel
1350.5	1350.0	Si II	7	1350.057	mittel
1351.0	1350.5	Al II		1350.18	mittel
		Si II	7	1350.520	
		Si II	7	1350.658	
1353.1	1352.6	Si II	7	1352.635	mittel
		Al III		1352.810	
		Al III		1352.858	
1354.2	1353.7	Si II	7	1353.718	mittel
1356.3	1355.8	O I	1	1355.5997	
		C I	42	1355.844	mittel
1357.5	1357.1	C I	41	1357.134	schwach
1358.2	1357.8	C I	40.01	1357.659	schwach
		Ni III		1357.802	
1359.4	1358.9	C I	40	1359.2750	mittel
1361.4	1361.1	Mn III	8	1360.704	
		Fe III	111	1360.87	
		Cr III		1361.15	mittel
		Cr III		1361.30	
1363.6	1363.2	Si III	38	1362.335	
		Fe II	152	1362.771	mittel
1365.0	1364.6	Fe II	103	1364.575	mittel
		Mn III	8	1364.645	
1367.0	1366.6	Cr III		1366.63	schwach
1367.6	1367.1	Si III	46	1367.067	schwach
1370.3	1369.8	Mn III	8	1369.419	
		Mg II	8	1369.425	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.811 λ (Linie)	Φ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
		Si III	46	1369.437	mittel
		Ni II	8	1370.20	
1371.7	1371.2	Fe II		1371.024	mittel
1373.5	1373.2	Si III	67	1373.030	schwach
1374.5	1374.1	Fe II		1373.717	
		Ni II	9	1374.075	mittel
1375.4	1375.0	Si III	67	13 75.083	
		Fe II		1375.319	mittel
		Si III	67	1375.688	
1380.0	1379.6	Fe II		1379.434	
		Al III		1379.670	mittel
		P III	7	1379.873	
1381.9	1381.4	P III	7	1381.111	
		Fe II	152	1381.250	mittel
		Ni II	8	1381.36	
1384.3	1383.9	Cr II	35	1383.79	mittel
		Al III		1384.132	
1388.2	1387.9	N III		1387.31	
		Mg IV		1387.527	
		Si III	37	1387.948	
		Si III	37	1387.979	
		Si III	37	1387.994	
		Si III	37	1388.011	mittel
		Si III	37	1388.052	
		Si III	37	1388.098	
		S I	7	1388.437	
1390.6	1389.9	V III	8	1389.79	mittel
1392.4	1392.0	Cr III	35	1391.61	mittel
1394.8	1394.3	Si IV	1	1393.755	R, P-Cygni
1395.8	1395.2	Fe III		1395.213	schwach

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.811 λ (Linie)	Φ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1398.1	1397.7	V III	8	1397.62	mittel
1399.2	1399.0	Cr III		1399.05	mittel
1403.3	1403.2	Si IV	1	1402.770	R, P-Cygni
1404.9	1404.5	Si II	13.03	1404.478	schwach
1409.3	1408.9	Fe II Cr III		1408.478 1408.71	mittel
1411.6	1411.2	Ni II		1411.071	mittel
1412.6	1412.0	N I N I N I	10 10 10	1411.9318 1411.9387 1411.9494	schwach
1413.4	1412.8	Fe II	47	1412.834	schwach
1414.9	1414.5	Ni II Ni III Cr III		1414.299 1414.389 1414.62	mittel
1417.8	1417.5	Si III Fe II	9 143	1417.237 1417.744	mittel
1420.8	1420.5	Ti III Ti III Cr III		1420.036 1420.440 1420.81	mittel
1422.1	1421.8	Ti III	85	1421.631	mittel
1422.9	1422.4	Ti III		1422.405	mittel
1424.8	1424.5	Fe II Ti III Fe II	47 42	1424.047 1424.140 1424.716	mittel
1431.3	1430.8	Fe II Mn III	 22	1430.78 1430.79	mittel
1442.2	1441.8	Si III	3.05	1441.732	mittel

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.811 λ (Linie)	Φ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1447.0	1446.5	Cr III		1446.52	mittel
1447.5	1447.2	Si III	3.05	1447.196	mittel
1448.6	1448.3	S I	12	1448.2290	mittel
1455.3	1455.0	Ni II	7	1454.852	
		Ti III	5	1455.194	mittel
1463.8	1463.3	C I	37	1463.336	mittel
1465.6	1465.1	Fe II	193	1465.043	mittel
1467.9	1467.4	C I	36	1467.402	mittel
		Ni II	6	1467.762	
1474.2	1473.8	Fe II	193	1473.834	schwach
1474.9	1474.6	V III		1474.71	schwach
1477.5	1477.1	O III		1476.89	mittel
		C III		1478.05	
1480.2	1479.7	V III		1479.57	mittel
1481.5	1481.1	Fe III		1481.169	mittel
1482.8	1482.3	Ni II		1482.24	schwach
1483.7	1483.3	S I	3	1483.039	mittel
		S I	3	1483.233	
1485.8	1485.3	P II		1485.49	mittel
1486.6	1486.3	Fe III	85	1486.265	mittel
1492.2	1491.9	P III		1492.1	schwach
1493.2	1492.8	N I	4	1492.6254	
		N I	4	1492.8195	mittel
1495.2	1495.0	N I	4	1494.675	mittel
1497.1	1496.9	Ca III		1496.884	mittel

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

ϑ=0.811 λ (Linie)	ϑ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1499.3	1498.9	Ti III	3	1498.697	mittel
		Ti III		1499.173	
1501.2	1500.4	Si III	36	1500.241	mittel
		Ni II		1500.437	
1502.5	1502.2	P III	6	1502.27	mittel
1505.2	1504.6	Fe III		1504.177	mittel
		Ti III		1504.621	
		P III	6	1504.72	
1506.5	1505.9	Si III	72	1506.060	schwach
1509.8	1509.1	Si II	11.01	1509.101	mittel
1512.0	1511.5	C I	64.04	1510.981	
		Fe III		1511.617	mittel
		C I		1511.907	
		Si II	11.01	1512.072	
		Cr III		1512.22	
1517.5	1516.9	Si II	29	1516.910	schwach
1527.0	1526.7	Si II	2	1526.7076	R, kräftig
1532.3	1531.8	Fe III	84	1531.644	
		C III	11.65	1531.83	mittel
		Fe III	84	1531.864	
1533.9	1533.3	Si II	2	1533.4320	kräftig
1536.4	1536.0	P II	1	1535.90	schwach
1537.2	1536.8	Fe III		1536.640	mittel
1542.8	1542.3	C I	64	1542.1766	
		P II	1	1542.29	mittel
1547.9	1547.5	C IV	1	1548.185	R, P-Cygni
1550.5	1550.1	C IV	1	1550.774	R, P-Cygni

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.811 λ (Linie)	Φ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1559.3	1558.8	Fe II	46	1558.542	mittel
		Fe II	46	1558.690	
1561.3	1560.9	C I	3	1560.3095	
		C I	3	1560.6832	kräftig
		C I	3	1561.3407	
		C I	3	1561.4382	
1563.1	1562.4	Ca III		1562.473	mittel
1565.9	1565.4	Fe III		1565.100	mittel
1567.3	1566.9	Fe II	44	1566.819	mittel
1568.6	1568.1	Fe II	45	1568.016	mittel
1570.5	1570.0	Fe II	44	1569.674	mittel
		Fe II	45	1570.242	
1573.3	1572.9	Mg III		1572.712	
		Fe III		1572.776	mittel
		Fe III		1572.841	
1574.3	1574.1	Fe II	45	1573.825	mittel
		Cr III	73	1573.87	
1575.4	1574.9	Fe II	45	1574.923	mittel
1577.7	1577.2	Cr III	73	1577.14	mittel
		Fe II	45	1577.166	
1581.2	1580.6	Fe II	44	1580.625	mittel
1581.8	1581.3	Fe II	44	1581.274	schwach
1585.5	1585.1	Fe II	44	1584.949	mittel
1589.0	1588.3	Fe II	44	1588.286	mittel
		Cr III		1588.42	
1596.0	1595.5	Fe III	119	1595.597	schwach

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.811 λ (Linie)	Φ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1600.5	1600.1	Fe III		1599.926	
		Cr III		1600.02	mittel
		Fe II		1600.02	
		Fe III		1600.041	
1602.1	1601.8	Fe III	118	1601.211	
		Fe III	118	1601.289	mittel
		Fe III	119	1602.000	
		Cr III		1602.17	
		Fe II	316	1602.588	
		C I	63	1602.9715	
1605.0	1604.6	Ni III		1604.537	schwach
1606.1	1605.7	Al III		1605.774	mittel
1608.6	1608.2	Fe II	8	1608.456	mittel
1611.5	1611.1	Fe II	43	1610.921	mittel
		Cr III		1611.08	
1612.4	1612.0	Al III		1611.874	mittel
1613.4	1612.9	Fe II	43	1612.802	mittel
1615.2	1614.9	Ni II		1614.911	schwach
1617.4	1617.0	V II	99	1617.35	mittel
		Se I	3	1617.35	
1619.0	1618.5	Fe II	8	1618.470	mittel
		P III		1618.66	
		P III		1618.94	
1620.8	1620.0	Cr III		1619.94	schwach
1622.1	1621.8	Fe II	8	1621.685	mittel
1623.7	1623.1	Fe II	43	1623.091	mittel
1626.1	1625.8	Fe II	43	1625.520	mittel
		Al II	9	1625.6271	
		Fe II	8	1625.909	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.811 λ (Linie)	Φ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1629.8	1629.3	Fe II	8	1629.154	mittel
1631.8	1631.2	Fe II	8	1631.120	mittel
1633.2	1632.7	Cr III		1632.62	mittel
1634.6	1634.3	Fe II Cr III Fe II	43 8	1633.908 1634.12 1634.345	mittel
1636.0	1635.5	Fe II	68	1335.398	mittel
1636.9	1636.4	Fe II	8	1636.321	mittel
1639.9	1639.5	Fe II	8	1639.403	mittel
1640.7	1640.2	V II Fe II	18 43	1640.15 1640.150	mittel
1642.2	1641.9	Cr III Fe II	 68	1641.56 1641.759	mittel
1644.2	1643.6	V II Fe II	18 42	1643.43 1643.576	mittel
1645.5	1645.0	Al II		1644.8089	schwach
1646.8	1646.2	Fe II	68	1646.128	mittel
1647.8	1647.3	Fe II Mn III	68 21	1647.159 1667.46	mittel
1650.0	1649.7	Fe II Fe II Ni III	42 68 17	1649.423 1649.572 1649.771	mittel
1651.2	1650.8	Fe II Fe III	68	1650.704 1650.764	mittel
1652.3	1651.9	Ca I	1	1651.991	schwach
1653.9	1653.5	Mn III	25	1653.57	schwach

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

ϕ=0.811 λ (Linie)	ϕ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1654.9	1654.3	Fe II	68	1654.111	mittel
		Fe II	42	1654.476	
1658.4	1658.0	C I	2	1656.2665	
		C I	2	1656.9282	
		C I	2	1657.0078	
		C I	2	1657.3797	kräftig
		C I	2	1657.9070	
		C I	2	1658.1222	
		Fe II	41	1658.771	
		Fe II	40	1659.483	
1661.8	1661.2	V II		1661.27	mittel
1663.8	1663.3	Fe II	40	1663.221	mittel
1667.2	1666.8	Fe III		1666.652	schwach
1668.2	1668.0	V II	17	1668.03	schwach
1671.0	1670.6	Al II	2	1670.7867	R, kräftig
1673.9	1673.6	Si III	58	1673.315	
		Fe II	102	1673.462	mittel
1674.9	1674.6	Cr III		1674.73	mittel
1677.0	1676.7	Cr III		1676.20	mittel
		Cr III		1676.96	
1678.3	1677.8	Fe III		1677.397	schwach
1679.9	1679.5	Cr III	72	1679.25	
		Fe II	102	1679.381	mittel
1681.6	1681.1	Fe III		1681.182	schwach
1684.0	1683.5	Mg I		1683.412	schwach
1686.8	1686.2	Fe II	41	1685.954	
		Al II		1686.25092	mittel
		Fe II	40	1686.455	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.811 λ (Linie)	Φ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linienbeiträge	Multiplett	λ (Labor)	Bemerkung
1688.6	1688.1	V III		1687.87	
		Ni III	25	1687.897	mittel
1690.3	1689.9	Fe II	85	1689.828	mittel
1691.8	1691.1	Fe II	85	1690.759	mittel
		Fe II	41	1691.271	
1693.0	1692.6	Ni III	16	1692.514	mittel
1694.1	1693.8	Si I	18	1693.2934	mittel
		Si I	21	1693.4681	
		V II	33	1693.49	
1694.2	1695.0	V III		1694.78	mittel
		Fe III		1695.036	
1697.3	1696.9	Cr III	71	1696.64	mittel
		Fe II	38	1696.794	
1698.8	1698.3	Si I	18	1697.9409	mittel
		N III		1698.08	
1699.7	1699.2	Fe II	85	1699.193	
		N III		1699.32	mittel
1702.6	1702.0	Cr III	71	1701.48	
		Fe II	38	1702.043	mittel
1703.4	1703.0	Si I	16	1702.8694	mittel
		Cr III	71	1702.89	
1704.0	1703.4	Ni II	5	1703.408	
		Ni III	16	1703.467	mittel
		V III		1703.70	
1705.2	1704.7	Si I	17	1704.4416	mittel
		Ni III		1704.641	
1706.8	1706.1	V III		1706.22	mittel
1708.0	1707.5	Cr III	71	1707.43	mittel
		Cr III		1707.78	

Anhang 4: **Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)**
(Fortsetzung)

●=0.811 λ (Linie)	●=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1709.1	1708.6	Ni III	25	1708.552	
		Fe II	38	1708.621	mittel
1710.3	1709.8	Ni II	4	1709.598	
		Fe II	84	1709.670	mittel
		Ni III	16	1709.901	
1711.9	1711.2	Cr III		1711.02	mittel
		Cr III	34	1711.63	
1713.6	1713.0	Fe II	38	1712.997	mittel
1715.9	1715.4	Ni III		1714.698	
		Ni III	16	1715.303	mittel
1717.2	1716.7	Fe III		1716.990	mittel
1718.8	1718.1	Cr III		1717.43	
		V III		1717.47	mittel
		Ni III	15	1718.365	
1720.6	1720.3	Al II	6	1719.4400	
		Ni III	16	1719.458	
		V III		1719.77	
		Cr III	34	1720.00	
		Fe II	84	1720.042	kräftig
		Cr III		1720.25	
		Fe II	38	1720.616	
		C II	14.02	1721.012	
		Al II	6	1721.2435	
		Al II	6	1721.2714	
1723.1	1722.5	Ni III	16	1722.283	mittel
		V II	129	1722.62	
1725.4	1724.9	Fe II	39	1724.854	
		Al II	6	1724.9519	
		Fe II	37	1724.966	mittel
		Al II	6	1724.9838	
1726.9	1726.3	Fe II	38	1726.391	mittel
		Fe III		1726.665	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.811 λ (Linie)	Φ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1730.7	1731.2	Fe III		1730.842	
		Fe II	110	1731.038	kräftig
		Cr III		1731.76	
1733.9	1733.5	Mn II	13	1733.55	mittel
1735.4	1735.0	Mg II		1734.8523	mittel
1738.7	1738.0	Mg II		1737.6283	
		Mn II	13	1737.929	mittel
		Fe III		1738.041	
		Ni III	15	1738.252	
1740.6	1740.2	Mn II	13	1740.156	schwach
1742.1	1741.7	Ni II	5	1741.547	mittel
		Ni III	21	1741.963	
1743.3	1742.8	N I	9	1742.7189	
		N I	9	1742.7306	mittel
1744.9	1744.1	Fe III		1744.233	mittel
1745.9	1745.5	N I	9	1745.2482	
		N I	9	1745.2600	
		Fe II		1745.550	mittel
		Fe III		1745.638	
1747.5	1747.0	Ni III	15	1746.94	mittel
		Cr III		1747.14	
1748.9	1748.2	Ni II	5	1748.285	mittel
1749.6	1749.0	Mg III		1748.932	mittel
1751.2	1750.8	Mg II		1750.6537	mittel
1752.4	1751.9	Ni II	4	1751.911	mittel
1754.0	1753.4	Ni III		1753.011	mittel
		Mg II		1753.455	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

ϕ=0.811 λ (Linie)	ϕ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1755.3	1755.0	Cr III		1754.76	mittel
		Ni III	4	1754.81	
1758.6	1758.2	Cr III		1758.20	
		V III		1758.50	mittel
		Fe III		1758.950	
1761.5	1761.2	V III		1760.07	
		Al II	5	1760.1044	
		C II	10	1760.3954	kräftig
		Fe II	100	1760.415	
		C II	10	1760.4735	
		Ni III	21	1760.560	
		Mn II		1760.678	
		C II	10	1760.8191	
		V III		1761.04	
		Fe II	101	1761.379	
		Al II	5	1761.9751	
1764.4	1764.1	Al II	5	1763.8692	mittel
		Al II	5	1763.9521	
1765.2	1764.7	Ni III	14	1764.688	schwach
1766.4	1765.9	Al II	5	1765.8150	mittel
1768.3	1767.8	Al II	5	1767.7308	mittel
1770.2	1769.7	Ni III	14	1769.643	mittel
1771.1	1770.6	Fe III		1770.554	mittel
1772.8	1772.5	Fe II	99	1772.509	mittel
1774.3	1774.0	Fe III		1774.104	mittel
1776.3	1776.1	Ni III		1775.750	mittel
		Fe III		1775.983	
		Si I	13	1776.8241	
1781.8	1781.2	V III		1781.61	schwach

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

ϕ=0.811 λ (Linie)	ϕ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1783.6	1783.0	P I	1	1782.87	mittel
		Cr III		1782.99	
1785.8	1785.2	Fe II	191	1785.202	mittel
1787.4	1786.8	Fe II	191	1786.738	mittel
1788.8	1788.2	Fe II	191	1788.072	mittel
		V III		1788.26	
		Ni III	27	1788.301	
		Ni II	5	1788.485	
		Ni III		1788.502	
1790.8	1790.2	Cr III		1789.77	schwach
		Ni III		1789.888	
		Si I	72	1790.2548	
1792.1	1791.6	Ni III	14	1791.644	schwach
1794.0	1793.4	Fe II	99	1793.367	mittel
		V III		1793.82	
1795.4	1795.0	Ni III	14	1794.904	schwach
1798.6	1798.2	V III		1798.15	
		Fe II	142	1798.156	mittel
1805.3	1804.9	Fe III		1804.073	
		Fe III		1804.698	mittel
		Fe III		1805.337	
1808.4	1808.0	Si II	1	1808.0117	R, mittel
1809.9	1809.4	Fe II	142	1809.316	schwach
1812.5	1811.9	Ni III		1811.689	
		Fe III		1811.924	schwach
1817.7	1817.2	Si II	1	1816.9278	mittel
		Cr III		1817.16	
1820.0	1819.6	Fe III		1819.480	schwach

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

ϕ=0.811 λ (Linie)	ϕ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1823.6	1823.1	Ni III	20	1823.061	schwach
1825.8	1825.2	V III		1824.88	schwach
1826.9	1826.3	Fe III		1826.156	schwach
1827.6	1827.2	Cr III	46	1827.26	schwach
1836.1	1835.8	V III		1835.01	
		Fe III		1835.712	mittel
		Fe II	98	1835.874	
1838.6	1838.2	Fe III	117	1838.309	mittel
1842.2	1841.8	Fe II	65	1841.701	mittel
1843.7	1843.2	Fe III	97	1842.927	mittel
1845.8	1844.9	Fe III	97	1844.942	mittel
		Cr III		1844.99	
		V III		1845.07	
1847.2	1846.7	Fe II	98	1846.573	mittel
1849.3	1848.9	Si I	11	1848.7480	mittel
		Fe II	141	1848.771	
1850.3	1849.9	Fe III	97	1849.407	mittel
		Fe III	53	1849.960	
1852.0	1851.3	Fe III		1851.261	schwach
1853.3	1852.8	Si I	10	1852.4717	schwach
1854.9	1854.3	Al III	1	1854.716	R, kräftig
1855.4	1855.9	Al II	4	1855.9286	mittel
1858.7	1858.0	Fe II	7	1857.935	mittel
		Al II	4	1858.0262	
1860.6	1860.0	Fe II	65	1859.741	mittel
		Al II		1859.9796	
		Fe II	97	1860.055	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

ϕ=0.811 λ (Linie)	ϕ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1863.0	1862.5	Al III	1	1862.3111	R, kräftig
1865.3	1864.7	Fe II	126	1864.743	mittel
1867.1	1866.3	Fe III	52	1866.305	mittel
		Fe III	52	1866.554	
1870.4	1869.9	Fe III	52	1869.828	mittel
1871.8	1871.2	Fe III	52	1871.152	mittel
1872.9	1872.6	Fe III		1872.515	mittel
1875.4	1875.0	Si I	62	1874.8423	schwach
1878.0	1877.6	Fe II	97	1876.838	
		Fe II	125	1877.467	kräftig
		Fe III	63	1877.989	
1881.6	1881.0	Fe II	126	1880.976	mittel
1882.7	1882.1	Fe III	62	1882.047	mittel
1883.6	1883.2	Fe III		1883.185	schwach
1885.3	1884.9	Fe III	62	1884.596	mittel
		Fe III	96	1885.125	
1886.6	1885.9	Fe III	96	1885.947	mittel
1887.6	1887.1	Fe III	52	1886.757	mittel
		Fe III	62	1887.085	
1889.2	1888.8	Fe II	125	1888.733	schwach
1890.2	1889.6	Fe III	53	1889.451	schwach
1891.5	1890.8	Fe III	52	1890.669	mittel
		Fe III	53	1890.893	
		Fe III	96	1891.070	
		Fe III	96	1891.186	

Anhang 4: **Linienidentifikation** **μ Sagittarii** **(SWP)**
(Fortsetzung)

ϑ=0.811 λ (Linie)	ϑ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1892.7	1892.1	Fe III	96	1892.073	
		Fe III	52	1892.140	mittel
		Fe III	96	1892.247	
1895.7	1895.4	Fe II	125	1894.006	
		Fe III	96	1894.983	
		Fe III	34	1895.456	kräftig
		Fe II	124	1895.675	
1897.5	1897.0	Fe III	83	1896.803	mittel
		Fe III	83	1897.379	
1899.5	1898.9	Fe II	140	1898.538	
		Cr II	40	1898.92	mittel
		Fe III	96	1899.318	
1903.0	1902.0	Fe III	95	1901.096	
		Si I	57	1901.3377	
		Fe III	94	1902.076	mittel
		Fe III		1902.402	
		Fe III		1902.902	
		Fe III		1903.257	
1905.1	1904.8	Fe II	139	1904.784	mittel
1907.2	1906.7	Fe III	108	1906.457	schwach
1908.2	1907.7	Fe III	83	1907.577	mittel
1911.0	1910.5	Fe III	57	1910.401	mittel
		Fe II	124	1910.669	
1912.1	1911.6	Fe III	135	1911.338	schwach
1914.3	1913.9	Fe III	57	1913.622	
		Fe III	34	1914.056	kräftig
1915.7	1915.1	Fe III	51	1915.083	mittel
1918.3	1917.8	Fe III	96	1917.337	
		Fe III	95	1917.351	
		Fe III	101	1917.453	mittel
		Fe III	57	1918.289	
		Fe III	108	1918.480	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

ϑ=0.811 λ (Linie)	ϑ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1923.3	1922.8	Fe III	51	1922.789	mittel
		Fe II	138	1922.797	
1924.8	1924.2	Fe III	57	1923.877	schwach
		Fe III	79	1924.532	
1926.7	1926.2	Fe III	123	1925.983	
		Fe III	57	1926.013	
		Fe III	34	1926.304	mittel
1929.1	1928.8	Fe III		1928.642	mittel
1935.8	1935.3	Fe II	96	1935.296	schwach
1937.6	1937.2	Fe II	96	1936.799	
		Fe III	51	1937.077	mittel
		Fe III	51	1937.345	
1939.4	1938.9	Fe III	95	1938.775	mittel
		Fe III	106	1938.901	
1941.5	1940.7	Fe III	61	1940.018	
		Fe III	79	1941.633	mittel
1944.1	1943.6	Fe III	51	1943.481	mittel
1946.0	1945.4	Fe III	61	1945.342	mittel
1949.1	1948.5	Fe II	123	1948.372	mittel
1951.7	1951.2	Fe III	68	1951.007	mittel
1954.3	1953.7	Fe III	68	1952.648	
		Fe III	68	1953.322	kräftig
		Fe III	68	1953.488	
		Fe III	61	1954.223	
		Fe III	116	1954.975	
1963.3	1962.8	Fe III	61	1962.717	schwach
1965.1	1964.5	Fe III	82	1964.019	
		Fe III	82	1964.169	mittel
		Fe III	61	1964.260	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

●=0.811 λ (Linie)	●=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
1965.9	1965.4	Fe III	106	1965.309	mittel
1967.3	1966.7	Fe III	61	1966.201	schwach
		Fe III	116	1966.740	
1975.5	1975.8	Mn III	12	1975.439	
		Cr III		1975.56	mittel
		Mn III		1975.690	
		Fe III	54	1976.126	
1979.2	1978.8	Fe III	54	1978.417	mittel
		Fe III		1978.626	
1980.6	1980.1	V II	127	1980.04	mittel
		V II	127	1980.57	
1982.6	1982.1	Fe III	54	1982.076	mittel
1983.4	1983.0	Fe III	56	1982.805	mittel
1993.9	1993.2	Fe III	50	1993.262	mittel
1994.7	1994.2	Fe III	50	1994.073	mittel
1996.0	1995.5	Fe III	50	1995.563	mittel
1997.1	1996.4	Fe III	50	1996.420	mittel
2000.8	2000.0	Fe III	55	1999.598	mittel
		Fe II	122	2000.368	
2001.6	2001.3	Fe III	55	2001.258	mittel
2004.0	2003.6	Fe III	55	2003.491	mittel
2008.2	2007.8	Fe III	55	2007.841	mittel
2012.0	2010.9	Fe II	122	2010.688	mittel
2026.7	2025.5	Mg I	2	2025.82	R, mittel
2030.3	2029.3	Fe II	93	2029.182	mittel

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (SWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.811 λ (Linie)	Φ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2033.6	2032.2	Fe II	94	2032.407	mittel
2058.3	2057.2	Fe II	82	2057.332	mittel
2059.5	2058.4	Si I	52	2058.13	mittel
2062.8	2061.8	Fe III	48	2061.552	mittel
2065.0	2063.8	Fe II	92	2063.672	mittel
2067.1	2065.7	Si I	5	2065.49	
		Mg III	6	2065.54	mittel
		Fe II	109	2066.005	
2090.2	2089.0	Fe III	77	2087.132	schwach
		Fe III	77	2087.907	
2091.5	2090.2	Fe III	67	2090.139	mittel
2092.6	2091.6	Fe III	77	2091.312	mittel

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)

Φ =0.811 λ (Linie)	● =0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2348.8	2348.4	Fe II	36	2348.118	mittel
2355.7	2355.2	Fe II	35	2354.884	mittel
2360.3	2360.0	Fe II	3	2359.111	
		Fe II	165	2359.111	
		Fe II	379	2359.111	
		Fe II	165	2359.594	
		Fe II	35	2359.999	
		Cr II	208	2360.14	kräftig
		Fe II	36	2360.287	
2362.8	2362.1	Fe II	35	2362.014	mittel
2364.4	2363.9	Cr II	10	2364.02	mittel
2369.4	2369.0	Fe II	36	2368.593	mittel
2377.1	2375.3	Fe II	36	2375.192	mittel
2379.6	2379.2	Cr II	45	2378.28	
		Cr II	45	2378.68	
		Cr II	45	2378.90	
		Fe II	36	2379.275	mittel
2382.3	2382.2	Fe II	3	2380.757	
		Fe II	2	2382.034	R, kräftig
		Fe II	2	2383.060	
2385.4	2384.8	Fe II	36	2384.386	mittel
2389.3	2388.8	Fe II	2	2388.629	mittel
2395.8	2395.2	Fe II	2	2395.416	kräftig
		Fe II	2	2395.627	
2400.3	2399.8	Fe II	2	2399.237	mittel
		Fe II	36	2399.237	
		Cr II	235	2399.67	
		Cr II	170	2400.24	
2403.1	2402.4	Fe II	8	2402.450	mittel

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

ϑ=0.811 λ (Linie)	ϑ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2405.3	2404.8	Fe II	2	2404.430	
		Fe II	2	2404.882	mittel
		Cr II	170	2404.92	
		Cr II	235	2405.28	
2407.4	2406.8	Fe II	2	2406.660	mittel
2411.3	2410.8	Cr II	170	2410.43	
		Fe II	2	2410.521	mittel
		Cr II	170	2411.01	
		Fe II	2	2411.062	
2414.1	2413.7	Fe II	2	2413.308	
		Cr II	170	2413.64	mittel
		Cr III	59	2413.65	
2417.0	2416.3	Cr II	235	2416.40	mittel
2418.7	2418.4	Fe II	244	2417.859	mittel
		Fe III	47	2418.568	
2424.3	2424.1	Fe II	301	2422.688	
		Cr II	169	2422.93	
		Fe II	115	2422.932	
		Fe II	180	2424.141	kräftig
		Fe II	149	2424.380	
		Fe II	180	2424.585	
		Fe II	301	2424.585	
		Fe II	224	2425.677	
		Fe II	130	2425.904	
2430.0	2429.5	Si II	34	2428.45	
		Fe II	301	2428.795	
		Fe II	375	2428.970	
		Fe II	385	2429.148	kräftig
		Cr III	59	2429.75	
		Fe II	180	2430.073	
		Fe II	375	2430.876	
2433.4	2432.7	Fe II	321	2432.867	mittel
2435.4	2435.0	Fe II	180	2434.942	mittel
		Fe II	383	2434.988	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.811 λ (Linie)	Φ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2438.0	2437.9	Fe II	375	2437.100	
		Fe II	375	2437.632	mittel
		Ni II	10	2437.892	
2440.1	2439.5	Fe II	209	2439.301	
2445.2	2444.5	Fe II	375	2444.274	mittel
		Fe II	148	2444.515	
2446.7	2446.2	Fe II	300	2445.787	
		Fe II	300	2446.103	mittel
		Fe II	375	2446.405	
2448.3	2447.6	Fe III	143	2447.374	mittel
		Fe II	320	2447.753	
2450.8	2450.2	Fe II	375	2450.134	mittel
2451.9	2451.3	Fe II	209	2451.208	schwach
2454.9	2454.3	Fe II	375	2453.935	
		Cr II	74	2454.06	mittel
		Cr II	74	2454.47	
		Fe II	320	2454.574	
2457.6	2457.1	Cr III	43	2456.83	mittel
2459.6	2459.0	Fe II	209	2458.782	mittel
		Cr II	43	2458.98	
2462.3	2461.8	Fe II	359	2460.644	
		Fe II	209	2461.282	mittel
		Fe II	209	2461.855	
2464.2	2463.8	Fe II	385	2463.900	mittel
		Fe II	208	2464.007	
2465.8	2465.2	Fe II	208	2464.903	mittel
2467.5	2467.0	Fe II	179	2466.811	mittel
2469.1	2468.5	Fe II	145	2468.292	mittel
		Fe II	163	2468.292	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

λ =0.811 (Linie)	λ =0.575 (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2470.3	2469.8	Fe II	299	2469.512	
		Fe II	382	2469.712	mittel
		Cr II	309	2469.95	
2471.3	2470.6	Fe II	179	2470.661	
		Cr II	92	2470.81	mittel
		Cr II	309	2470.87	
2473.6	2472.9	Cr III	43	2472.88	
		Ni II	19	2473.13	mittel
		Fe II	148	2473.314	
2475.7	2475.2	Al II	12	2475.260	mittel
		Fe II	395	2475.548	
2479.2	2478.4	Fe II	224	2478.115	mittel
		Fe II	179	2478.568	
2480.7	2480.2	Cr III	43	2479.77	
		Fe II	179	2480.155	mittel
2483.0	2482.6	Fe II	161	2482.117	mittel
		Fe II	207	2482.654	
2485.0	2484.2	Cr II	75	2483.79	
		Fe II	243	2484.243	mittel
2487.0	2486.5	Cr II	92	2486.29	mittel
		Fe II	208	2486.343	
2490.4	2489.9	Fe II	207	2489.826	mittel
		Cr II	219	2490.07	
2490.8	2491.2	Fe II	179	2490.856	mittel
		Fe II	207	2491.392	
2494.1	2493.6	Fe II	161	2493.17	
		Fe II	207	2493.174	mittel
		Fe II	161	2493.269	
2498.6	2498.0	Fe II	175	2497.817	
		Fe II	207	2497.817	mittel
		Cr II	298	2497.87	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.811 λ (Linie)	Φ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2499.7	2499.2	Fe II	161	2498.897	mittel
2501.7	2501.1	Fe II	357	2500.919	mittel
2503.1	2502.5	Si II	18	2501.970	mittel
		Fe II	207	2502.388	
2504.3	2503.9	Fe II	285	2503.870	mittel
		N II	33	2504.188	
2507.0	2506.2	Fe II	207	2506.091	mittel
		Cr II	41	2506.11	
2511.8	2511.1	Ni II	18	2510.871	mittel
		Cr II	91	2511.22	
2512.4	2511.7	C II	14	2511.734	
		Fe II	161	2511.759	
		Fe II	175	2511.910	mittel
		C II	14	2512.065	
		Cr II	167	2512.22	
2515.3	2514.7	Fe II	285	2514.383	
		Ni II	61	2514.75	mittel
		Fe II	175	2514.912	
		Fe II	206	2514.912	
2516.8	2516.2	Cr II	110	2515.89	mittel
		Ti III	7	2516.01	
2517.9	2517.3	Fe II	207	2517.211	
		Cr II	336	2517.36	mittel
		Ti II	4	2517.448	
2519.8	2519.6	Fe II	268	2519.044	
		Cr II	91	2519.08	
		Fe II	222	2519.404	mittel
		Cr II	320	2519.61	
2521.9	2521.3	Fe II	268	2521.089	mittel
		Fe II	330	2521.81	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

ϕ =0.811 λ (Linie)	ϕ =0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2522.7	2522.2	Cr II	9	2522.01	
		Fe II	159	2522.189	schwach
		N II	19	2522.227	
2523.8	2523.1	Cr II	308	2523.24	mittel
2527.2	2526.5	Cr II		2525.35	
		Fe II	159	2525.386	
		Ni II	61	2525.42	
		Ti II	4	2525.619	
		Fe II	241	2525.858	
		Fe II	363	2525.933	kräftig
		Fe II	159	2526.071	
		Cr II	308	2527.40	
		Cr II	9	2527.57	
		Fe II	329	2527.694	
		Ti II	7	2527.80	
2530.5	2529.7	Fe II	241	2529.221	
		Cr II	9	2529.48	
		Cr II	308	2529.90	
		Fe II	178	2530.103	
		Fe II	363	2530.103	
		Cr II	108	2530.18	kräftig
		Cr II	308	2530.20	
		Cr II	110	2530.78	
		Cr II	126	2530.78	
		Cr III	42	2530.99	
2534.8	2534.3	Fe II	159	2533.626	
		Cr II	9	2534.33	mittel
		Fe II	159	2534.413	
2536.2	2535.7	Fe II	177	2535.480	mittel
2537.6	2537.0	Fe II	241	2536.673	
		Fe II	159	2536.822	mittel
		Fe II	363	2537.142	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

ϕ=0.811 λ (Linie)	ϕ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2539.4	2538.9	Fe II	158	2538.794	
		Fe II	158	2538.898	mittel
		Fe II	158	2539.003	
2542.0	2541.3	Fe II	177	2540.669	
		Fe II	343	2540.669	
		Fe II	177	2541.096	mittel
		Si III	8	2541.83	
		Fe II	158	2541.831	
2543.9	2543.4	Cr II	108	2543.14	
		Fe II	159	2543.382	mittel
		Fe II	177	2543.431	
2546.1	2545.5	Fe II	159	2545.215	
		Fe II	267	2545.432	mittel
		Cr II	308	2545.51	
		Ni II	18	2545.903	
2547.6	2547.1	Fe II	158	2547.330	mittel
2550.2	2549.9	Cr II	109	2548.58	
		Fe II	158	2548.59	
		Fe II	145	2548.741	
		Fe II	319	2548.925	
		Fe II	284	2549.082	
		Fe II	177	2549.399	kräftig
		Fe II	177	2549.453	
		Cr II	108	2549.72	
		Fe II	240	2550.023	
		Cr II	90	2550.28	
		Cr II	180	2550.28	
		Fe II	240	2550.68	
		Fe II	130	2551.098	
2556.0	2555.3	Fe II	177	2555.447	mittel
		Cr II		2555.47	
2558.0	2557.5	Cr II	89	2557.45	
		Fe II	175	2557.500	mittel
		Ni II	47	2557.88	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

φ =0.811 λ (Linie)	φ =0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2560.7	2560.1	Fe II	205	2559.774	
		Fe II	267	2559.921	mittel
		Fe II	221	2560.278	
2563.2	2562.7	Fe II	64	2562.535	mittel
2564.3	2563.7	Ti III	6	2563.42	
		Fe II	64	2563.472	mittel
		Cr II	89	2563.58	
2566.3	2565.6	Al II		2565.68	schwach
2567.4	2566.9	Fe II	174	2566.623	
		Cr II	305	2566.85	mittel
		Fe II	64	2566.908	
2569.3	2568.5	Fe II	145	2568.405	
		Cr II	317	2568.51	schwach
		Cr II	331	2568.51	
2570.1	2569.9	Fe II	266	2569.775	schwach
		Fe II	349	2569.775	
2571.8	2571.2	Fe II	284	2570.843	mittel
2574.0	2573.2	Fe II	190	2572.965	schwach
		Fe II	205	2573.206	
2575.2	2574.5	Fe II	144	2574.363	mittel
2577.1	2576.7	Ti II	6	2576.43	mittel
		Fe II	326	2576.859	
2578.6	2578.1	Fe II	64	2577.920	mittel
2581.2	2580.4	Ti III	6	2580.43	schwach
2583.3	2582.8	Fe II	64	2582.582	mittel
2586.2	2585.9	Fe II	1	2585.876	mittel
2588.9	2588.1	Fe II	326	2587.945	mittel
		Fe II	145	2588.182	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

ϕ=0.811 λ (Linie)	ϕ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2592.3	2591.7	Fe II	64	2591.542	mittel
2594.3	2593.5	Fe II	318	2592.781	mittel
		Fe II	64	2593.722	
2599.7	2599.1	Fe II	1	2598.369	
		Fe II	1	2599.395	R, kräftig
2606.0	2605.7	Fe II	206	2605.416	mittel
2607.9	2607.2	Fe II	1	2607.086	mittel
2610.2	2609.4	Fe II	310	2609.122	mittel
2612.6	2611.7	Fe II	1	2611.873	mittel
2614.7	2614.0	Fe II	1	2613.820	mittel
2618.4	2617.7	Fe II	1	2617.618	mittel
2619.7	2619.2	Fe II	171	2619.071	schwach
2621.3	2620.6	Fe II	1	2620.408	mittel
2622.6	2621.8	Fe II	1	2621.669	mittel
2624.3	2623.7	Fe II	171	2623.721	schwach
2626.4	2625.7	Fe II	318	2625.489	
		Fe II	1	2625.664	mittel
2629.2	2628.4	Fe II	1	2628.291	mittel
2630.7	2629.8	Fe II	171	2629.590	mittel
		Fe II	171	2630.068	
2632.0	2631.4	Fe II	1	2631.045	
		Fe II	171	2631.045	
		Fe II	1	2631.321	kräftig
		Al II	11	2631.553	
		Fe II	171	2631.607	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

● =0.811 λ (Linie)	● =0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2633.8	2633.4	Fe II	356	2633.200	schwach
2636.1	2635.6	Fe II	238	2635.401	schwach
		Fe II	296	2635.401	
2638.5	2637.9	Fe II	221	2637.643	schwach
		Al II	14	2637.696	
2639.3	2638.9	Al II	14	2638.625	
		Al II	14	2638.695	schwach
2640.5	2639.8	Fe II	221	2639.560	schwach
2642.5	2641.7	Cr II	323	2641.30	
		Fe III	91	2641.408	
		C II	32	2641.425	schwach
		Cr II	164	2641.80	
		Cr II	242	2641.80	
2646.0	2645.2	Fe II	263	2645.084	schwach
		Fe II	309	2645.191	
2650.1	2649.8	Fe II	427	2649.467	schwach
2651.2	2650.6	Fe II	410	2650.492	schwach
2658.9	2658.4	Fe II	283	2657.91	
		Fe II	309	2658.251	schwach
2661.8	2661.6	Mg II	4	2660.775	
		Mg II	4	2660.821	schwach
		Cr II	8	2661.73	
2664.3	2663.5	Cr II	329	2663.28	
		Cr II	8	2663.42	schwach
		Cr II	8	2663.67	
2665.4	2664.7	Fe II	263	2664.665	mittel
2667.4	2666.8	Fe II	263	2666.631	mittel
2669.8	2668.7	Cr II	8	2668.71	schwach

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

● =0.811 λ (Linie)	● =0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2673.3	2672.4	Cr II	8	2671.80	schwach
		Cr II	8	2672.83	
2678.1	2677.3	Cr II	8	2677.13	schwach
		Cr II	8	2677.19	
2679.8	2679.0	Cr II	7	2678.79	mittel
		Fe III	149	2678.810	
2685.6	2684.9	Fe II	283	2684.752	mittel
2693.5	2692.8	Fe II	283	2692.601	mittel
		Fe II	62	2692.826	
2698.3	2697.7	Fe II	341	2697.330	
		Fe II	341	2697.453	schwach
		Cr II	186	2697.51	
2699.4	2698.9	Cr II	7	2698.40	
		Fe III	159	2698.41	
		Cr II	7	2698.68	schwach
		Cr II	289	2698.85	
2702.3	2701.6	Cr II	62	2701.10	
		Fe III	159	2701.13	
		Cr II	186	2701.24	schwach
		Cr II	230	2701.24	
		Cr II	62	2701.65	
2704.6	2704.0	Cr II	7	2703.85	
		Fe II	261	2703.988	mittel
2707.7	2706.8	Fe III	159	2706.17	
		Fe II	341	2706.566	mittel
2709.8	2709.0	Cr II	186	2708.78	
		Fe II	218	2709.051	mittel
		Cr II	186	2709.31	
2712.7	2712.0	Fe II	201	2711.842	
		Cr II	7	2712.30	mittel
		Fe II	201	2712.386	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

φ =0.811 λ (Linie)	φ =0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2715.2	2714.6	Fe II	63	2714.414	mittel
2717.0	2716.5	Fe II	261	2716.216	mittel
		Fe II	339	2716.429	
2720.0	2718.9	Cr II	102	2718.32	
		Cr II	121	2718.43	schwach
		Fe II	417	2718.639	
		Fe II	339	2719.296	
2722.9	2722.3	Fe II	199	2721.813	schwach
		Fe II	260	2722.060	
2725.6	2725.0	Fe II	62	2724.879	mittel
2728.3	2727.7	Fe II	63	2727.538	mittel
2729.7	2729.1	Fe II	260	2728.898	schwach
2731.6	2730.9	C II	31	2730.61	
		Fe II	62	2730.735	mittel
2732.8	2732.3	Fe II	236	2732.004	schwach
2737.6	2737.3	Fe II	63	2736.968	mittel
2740.4	2739.8	Fe II	63	2739.545	mittel
2741.9	2741.4	Fe II	418	2741.045	schwach
2744.0	2743.3	Fe II	62	2743.196	mittel
		Cr II	6	2743.63	
2747.5	2746.8	Fe II	62	2746.487	
		C II	15	2746.488	mittel
		Fe II	63	2746.978	
2750.0	2749.4	Fe II	63	2749.178	
		Fe II	62	2749.324	mittel
		Fe II	63	2749.482	
2754,1	2753.5	Fe II	235	2753.289	mittel

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

● =0.811 λ (Linie)	● =0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2756.6	2756.0	Fe II	62	2755.733	mittel
		Cr II	101	2755.81	
		Cr II	101	2756.30	
2760.2	2759.6	Fe II	32	2759.336	
		Cr II	101	2759.37	
		Cr II	184	2760.04	schwach
		Cr II	101	2760.20	
2762.7	2762.0	Fe II	63	2761.813	mittel
2763.2	2762.5	Fe II	373	2762.340	mittel
		Fe II	199	2762.436	
2768.3	2767.8	Fe II	235	2767.500	mittel
		Fe II	373	2767.500	
2769.9	2769.2	Fe II	63	2768.940	mittel
		Fe II	200	2769.153	
2775.5	2774.9	Fe II	218	2774.686	schwach
2780.2	2779.6	Fe II	234	2779.302	mittel
		Fe II	348	2779.906	
2784.6	2784.1	Fe II	295	2783.959	mittel
		Fe II	295	2784.282	
2786.1	2785.4	Fe II	373	2785.213	schwach
2791.5	2790.9	Mg II	3	2790.768	mittel
2795.7	2795.4	Mg II	1	2795.523	R, kräftig
2798.8	2798.2	Mg II	3	2797.989	mittel
2780.1	2799.3	Fe II	233	2799.292	schwach
2803.3	2802.7	Mg II	1	2802.698	R, kräftig
2806.3	2805.4	Fe II	295	2805.315	schwach

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.811 λ (Linie)	Φ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2812.3	2811.7	Cr II	303	2811.05	
		Cr II	66	2811.45	schwach
		Cr II	98	2811.45	
		Cr II	182	2812.00	
		Cr II	257	2812.00	
2814.3	2813.7	Cr II	99	2813.53	schwach
		Fe II	198	2813.61	
2822.9	2822.3	Cr II	182	2822.01	schwach
		Cr II	82	2822.38	
2829.2	2828.2	Fe II	231	2827.431	schwach
		Cr II		2827.95	
		Fe II	231	2828.622	
		Fe II	255	2828.681	
		Cr II	117	2828.79	
2832.3	2831.8	Fe II	217	2831.562	mittel
2836.6	2836.0	Cr II	5	2835.63	
		Fe II	216	2835.716	mittel
		Fe II	126	2836.107	
		Fe II	294	2836.185	
2840.9	2839.9	Fe II	380	2839.819	mittel
		Cr II	82	2840.01	
2841.4	2840.7	Fe II	217	2840.644	mittel
		Fe II	280	2840.756	
2844.2	2843.4	Cr II	250	2842.78	
		Cr II	5	2843.24	mittel
		Fe II	231	2843.323	
2846.4	2845.6	Fe II	399	2844.973	schwach
2848.8	2848.2	Fe II	196	2848.046	mittel
		Fe II	399	2848.122	
2850.6	2849.8	Fe II	196	2849.601	mittel
		Cr II	5	2949.83	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

Φ=0.811 λ (Linie)	Φ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2852.3	2852.1	Mg I	1	2852.120	R, mittel
2856.4	2856.0	Fe II	195	2856.144	
		Cr II	81	2856.32	mittel
		Fe II	380	2856.392	
2858.0	2857.3	Fe II	399	2856.928	mittel
		Fe II	294	2857.171	
2859.5	2858.6	Fe II	195	2858.340	
		Fe II	279	2858.340	
		Cr II	11	2858.64	mittel
		Fe II	126	2858.664	
		Cr II	5	2858.91	
2861.5	2861.2	Cr II	5	2860.92	schwach
2863.4	2862.8	Cr II	5	2862.57	schwach
2866.0	2865.3	Cr II	5	2865.10	schwach
2867.8	2867.0	Cr II	5	2866.72	schwach
		Cr II	11	2867.09	
2869.7	2869.1	Fe II	61	2868.874	schwach
		Fe II	257	2869.156	
2871.7	2871.0	Fe II	195	2870.608	
		Fe II	195	2871.059	schwach
		Fe II	230	2871.125	
2873.1	2872.5	Fe II	230	2872.382	mittel
2874.2	2873.5	Fe II	279	2873.399	
		Cr II	5	2873.46	mittel
		Cr II	295	2873,46	
2876.9	2876.0	Fe II	258	2875.342	
		Cr II	11	2875.97	mittel
		Cr II	5	2876.24	
		Cr II	288	2876.30	
		Fe II	257	2876.804	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

Φ =0.811 λ (Linie)	Φ =0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2881.6	2880.8	Fe II	61	2880.750	
		Fe II	258	2880.828	mittel
		Cr II	11	2880.86	
2884.6	2883.7	Fe II	230	2883.709	mittel
2895.8	2895.2	Fe II	125	2895.076	mittel
		Fe II	294	2895.215	
2898.5	2897.4	Fe II	254	2897.264	schwach
		Cr II	212	2897.67	
2906.7	2906.2	Fe II	215	2906.120	schwach
2908.5	2907.8	Fe III	88	2907.497	
		Fe III	125	2907.701	schwach
		Fe II	60	2907.853	
2927.3	2926.8	Fe II	60	2926.584	mittel
		Cr II	256	2927.09	
2929.4	2928.9	Mg II	2	2928.625	mittel
2937.3	2936.7	Mg II	2	2936.496	mittel
2940.1	2939.4	Cr II	325	2939.44	
		Fe II	60	2939.506	schwach
2945.3	2944.6	Fe II	78	2944.399	mittel
2948.5	2947.8	Cr II	325	2947.50	mittel
		Fe II	78	2947.658	
2949.9	2949.4	Fe II	277	2949.178	mittel
		Cr II	178	2949.44	
2954.5	2953.9	Fe II	60	2953.774	mittel
2960.7	2959.9	Cr II	210	2959.54	
		Fe II	254	2959.601	schwach
2965.6	2964.8	Fe II	252	2964.131	
		Fe II	78	2964.629	mittel
		Fe II	78	2965.036	

Anhang 4: Linienidentifikation μ Sagittarii (LWR/LWP)
(Fortsetzung)

ϕ=0.811 λ (Linie)	ϕ=0.575 λ (Linie)	mögliche Linien-beiträge	Multi-plett	λ (Labor)	Bemerkung
2971.0	2970.6	Fe II	277	2969.934	
		Fe II	60	2970.510	mittel
		Fe II	276	2970.682	
2980.3	2979.7	Fe II	60	2979.349	schwach
		Cr II	80	2979.73	
2986.1	2985.4	Cr II	55	2984.69	
		Ti III	8	2984.76	
		Fe II	78	2984.831	mittel
		Cr II	174	2985.01	
		Cr II	80	2985.32	
3003.5	3002.8	Fe II	78	3002.650	mittel

Literaturverzeichnis

Abbott, D.C.: 1977, thesis, University of Colorado.

Abbott, D.C., Bieging, J.H., Churchwell, E.B.: 1981, Ap. J., 250, 645.

Abt, H.A., Levy, S.G.: 1978, Astrophys. J. Suppl. 36, 241.

Allen, C.W.: 1973, Astrophysical Quantities (3d ed.; London Athlone).

Andriesse, C.D.: 1979, Astrophys. Space Sci., 61, 205.

Appenzeller, I. und Wolf, B., 1979, Astr. Ap. Suppl. 38, 51.

Barlow, M.J., und Cohen, M.: 1977, Ap. J., 213, 737.

Barlow, M.J.: 1979, Proc. IAU-Symp. No. 83, "Mass Loss and Evolution of O-Type Stars", eds. P.S. Conti and C.W.H. de Loore, D. Reidel, Dordrecht, Holland, p.119.

Batten, A.H.: 1970, Mass Loss and Evolution in Close Binaries, ed. K. Gyldenkerne and R. M. West (Copenhagen: Copenhagen University Obs.), p. 101.

Batten, A.H., Fletcher, J.M., und Mann, P.J.: 1978, Pub. of Domimion, Astrophysical Obs.,Victoria, B.C., National Research council of Canada XV, No.5.

Beals, C.S.: 1929, M.N.R.A.S., 90, 202.

Beals, C.S.: 1951, Pub. Dom. Ap. Obs., 9, 1.

Blanco, V.M., Demers, S., Douglass, G.G., und Fritzgerald, M.P.: 1968, Publications of the United States Navel Observatory, Second Series, Vol. XXI.

Boggess, A., Bohlin, R.C., Evans, D.C., Freeman, H.R., Gull, T.R., Heap, S.R., Klinglesmith, D.A., Longanecker, G.R., Sparks, W., West, D.K., Holm, A.V., Perry, P.M., Schiffer III, F.H., Turnrose, B.E., Wu, C.C., Lane, A.L., Linsky, J.L., Savage, B.D., Benvenuti, P., Cassatella, A., Clavel, J., Heck, A., Macchetto, F., Penston, M.V., Selvelli, P.L., Dunford, E., Gondhalekar, P.M., Oliver, M.B., Sandford, M.C.W., Stickland, D., Boksenberg, A., Coleman, C.I., Snijders, M.A.J., Wilson, R.: 1978, Nature, 275, 377.

Bohlin, R.C., Holm, A.V., Savage, B.D., Suijders, M.A.J. und Sparks, W.M.: 1980, Astr. Ap., 85, 1.

Carbon, D.F. und Gingerich, O.: 1969, in "Theory and Observation of Normal Stellar Atmospheres", Hrsg. O. Gingerich (Cambridge: MIT Press).

Carruthers, G.R.: 1968, Ap. J., 151, 269.

Cassatella, A., Ponz, D. und Selvelli, P.L.: 1981a, ESA IUE Newsletter No. 10, 31.

Cassatella, A., Ponz, D. und Selvelli, P.L.: 1981b, NASA IUE Newsletter No. 14, 180.

Castor, J.I., Abbott, D.C., und Klein, R.I.: 1975, Ap. J., 195, 157.

Castor, J.I. und Lamers, H.J.G.L.M.: 1979, Astrophys. J. Suppl., 39, 481.

Cester, B.: 1979, Astr. Ap. Suppl. 37, 513.

Cester, B., Fedel, B. Giuricin, G., Mardirossian, F., und Pucillo, M.: 1977, Astr. Ap., 61, 469.
Chapman, R.D.: 1981, Ap. J., 248, 1043.
Che, A. et al.: 1983, Astr. Ap., 126, 225.
Cousins, A.W.J.: 1963, Mon. Not. Astron. Soc. S. Afr., 22, 151.
Cousins, A.W.J., und Stoy, R.H.: 1963, R. Obs. Bull., 64, 224.
Crawford, J.A.: 1955, Ap. J., 121, 71.
Dorren, J.D., Guinan, E.F., und Sion, E.M.,: 1980, The Universe at Ultraviolet Wavelengths, The First Two Years of International Ultraviolet Explorer, NASA Conference Publication, Nr. 2171, 381.
Drechsel, H.: 1978, Untersuchung des Massenflusses in dem engen Doppelsternsystem UW Canis Majoris, Dissertation, Erlangen.
Drechsel, H. et al., 1981, Astr. Ap. Suppl., 45, 473.
Drechsel, H., Rahe, J., Kondo, Y. und McCluskey, G.E., Jr.:1981, Astr. Ap. Suppl., 45, 473.
Frost, E.B., und Adams, W.S.: 1904, Ap.J., 19, 351.
Garmany, C.D., Olson, G.L., Conti, P.S., Van Steenberg, M.E.:1981, Ap. J., 250, 660.
Giuricin, G. Mardirossian, F., Mezzetti, M. und Cester, B.: 1979, Astr. Ap. Suppl., 37, 513.
Greenberg, M.J.: 1984, Spektr. d. Wissens., 8, 80.
Hack, M.: 1978, Proceedings of the 4th International Colloquium on Astrophysics held in Trieste, July 3-7 1978, High resolution Spectrometry.
Hack, M.: 1981, Astr. Ap., 99, 185.
Hall, J.S.: 1941, Ap. J., 94, 550.
Hofmeister, E., Kippenhahn, R., Weigert, A.: 1964 a, Z. Astrophs., 59, 215.
Hofmeister, E., Kippenhahn, R., Weigert, A.: 1964 b, Z. Astrophs., 59, 242.
Hofmeister, E., Kippenhahn, R., Weigert, A.: 1964 c, Z. Astrophs., 60, 57.
Hutchings, J.B.: 1976, Ap. J, 203, 438.
Iben, J.: 1965 a, Ap. J., 141, 993.
Iben, J.: 1965 b, Ap. J., 142, 1447.
Iben, J.: 1966 a, Ap. J., 143, 483.
Iben, J.: 1966 b, Ap. J., 143, 505.
Iben, J.: 1966 c, Ap. J., 143, 516.
Iben, J.: 1967 a, Ap. J., 147, 624.
Iben, J.: 1967 b, Ap. J., 147, 650.
Iben, J.: 1974, Ann. Rev. Astron. Astrophys., 12, 215.
Ichinohe, N.: 1907, Ap. J., 26, 157.
Irwin, J.: 1947, Ap. J., 106, 380.
Kelly, R.L. und Palumbo, L.J.: 1973, "Atomic and Ionic Emission Lines below 2000 Angstrom", Naval Research, Laboratory Report 7599.
Kippenhahn, R.: 1965, Mitt. Astron. Ges. 1965, 53.
Koch, R.H.: 1962, A.J., 67, 130.

Koch, R.H., Plavec, M. und Wood, F.B.: 1970, A Catalogue of Graded Photometric Studies of Close Binarie, Pub. of the University of Pennsylvania, Astronomical Series Vol. X
Kohl, O.: 1932, Astron. Nachr., 246, 425.
Kondo, J., McCluskey, G.E., Jr. und Gulden, S.L.: 1976 in " X - Ray Binaries " (Washington : National Aeronautics and Space Administration).
Kondo, J. und Stencel, R., 1979, Ap. J. 233, 906.
Kopal, Z.: 1955, Ann. d'Ap., 18, 379.
Kopal, Z. und Shapley, M. B.: 1956, Jodrell Bank Ann., 1, 141.
Kopal, Z.: 1959, "Close Binary Systems", The International Astrophysics Series, Vol. 5, eds. M.A. Ellison and A.C.B. Lovell, Chapman and Hall Ltd., London.
Kuan, P., und Kuhi, L.V.: 1975, Ap. J., 199, 148.
Kurucz, R.L.: 1979, Ap. J. Suppl., 40, 1
Lamers, H.J.G.L.M.: 1981, Ap. J., 245, 593.
Lamers, H.J.G.L.M. und Morton, D.C.: 1976, Ap. J. Suppl., 32, 715.
Lamla, E.: 1982, "Magnitudes and Colours", in Landolt-Börnstein, Numerical Data and Funktional Relationships in Science and Technology, Group VI, Astronomy, Astropysics and Space Research, Volume 2, Astronomy and Astropysics, Extension and Supplement to Volume 1, Subvolume b, Stars and Star Clusters.
Landolt-Börnstein: 1982, siehe Schmidt-Kaler
Leung, K.C. und Wilson, R.E.: 1977, Ap. J., 211, 853.
Lowen, L.: 1950, Publ. Astron. Soc. Pac., 62, 63.
Lucy, L.B.: 1971, Ap. J., 163, 95.
McCluskey, G.E., Jr., Kondo, Y. und Morton, D.C.: 1975, Ap. J., 201, 607.
McCluskey, G.E., Jr., und Kondo, Y.: 1976, Ap. J., 208, 760.
McCluskey, G.E., Jr., und Kondo, Y.: 1984, Pub. A.S.P., 96, 817.
McCrea, W.H.: 1929, Zs. Phys., 57, 367.
McLaughlin, D.B.: 1934, Publ. University Michigan Obs., 6, 3.
Moore C.E.: 1972, "A Multiplet Table of Astrophysical Intrest", NSRDS-NBS 40.
Moore C.E.: 1950, "An Ultraviolet Multiplet Table", Circular of the National Bureau of Standards 488, Section 1 und 2.
Moore C.E.: 1962, "An Ultraviolet Multiplet Table", Circular of the National Bureau of Standards 488, Section 3, 4 und 5.
Morgan, W.W., und Elvey, C.T.: 1938, Ap. J., 88, 111.
Morton, D.C.: 1967, Ap. J., 147, 1017.
Morton, D.C.: 1976, Ap. J., 203, 386.
Morton, D.C., und Smith, W. H.: 1973, Ap. J., Suppl., 26, 333.
Morton, D.C.: und Underhill, A.B. 1977, Ap. J. Suppl., 33, 83.
Nandy, K., Thompson, G.I., Jamar, C., Monfils, A., und Wilson R.: 1975, Astr. Astrophys., 44, 195.
Needham, J.D., Phillips, J.P., Selby, M.J. und Sanchez Magro, C.: 1980, Astr. Ap., 83, 370.

Parenago, P.P., Massevitsch, A.G.: 1951, T. Astron. Inst. Sternberg, 20, 81.
Plavec, M.J.: 1968, Adv. Astron. Astrophys., 6, 201.
Plavec, M.J.: 1970, Pub. A.S.P., 82, 957.
Plavec, M.J., und Polidan, R.S.: 1979, IAU Cir. No. 3333.
Plavec, M.J., und Kratochvil, P.: 1964, Bull. Astr. Inst. Czechoslovakia, 15, 165.
Plavec, M.J., Weiland, J.L., und Koch, R.H.: 1982, Ap. J., 256, 206.
Polidan, R.S., und Plavec, M.J.: 1984, Astron. J., 89, 1721.
Popper, D.M.: 1973, Ap. J., 185, 265.
Popper, D.M.: 1980, Ann. Rev. Astron. Astrophys., 18, 115.
Reimers, D. und Cassatella, A.: 1985, Vilspa IUE Prepoint N.° 7.
Rogerson, J.B. und Upson, W.L.: 1977, Ap. J. Suppl., 35, 37.
Roman, N.G.: 1956, Ap. J., 123, 246.
Russell, H.N. und Merrill, J.E.: 1952, Contr. Princeton Univ. Obs., No. 26.
Sahade, J., und Hernandez, C.A.: 1963, Ap. J., 137, 845.
Schmidt-Kaler,TH.: 1982, in Landolt-Börnstein, Numerical Data and Funktional Relationships in Science and Technology, Group VI, Astronomy, Astropysics and Space Research, Volume 2, Astronomy and Astropysics, Extension and Supplement to Volume 1, Subvolume b, Stars and Star Clusters.
Schulze, G.: 1986, Diplomarbeit, Universität Erlangen-Nürnberg.
Schwarzschild, M.: 1958, "Structure and Evolution of The Stars", Princeton, New Jersy, Princeton University Press.
Seitter, W.C.: 1970, Bonner Spektral Atlas I, Hrsg. F. Dümmler
Smith, A.M.: 1970, Ap. J., 160, 595.
Schlesinger, F.: 1910, Pub. Allegheny Obs., 1, 123.
Stebbins, J.: 1928, Pub. Washburn Obs., 15, 33.
Stecher, T.P.: 1970, Ap. J., 159, 543.
Sterne, T.E.: 1941, Proc. Nat. Acad., Sci. (U.S.), 27, 168.
Struve, O. und Swings, P.: 1940, Ap. J., 91, 546.
Struve, O.: 1944, Ap. J., 99, 222.
Swings, P.: 1942, Ap. J., 95, 112.
Thorne, K.S., Zytkow, A.: 1977, Ap. J., 212, 832.
Tomkin, J.: 1978, Ap. J., 221, 608.
Underhill, A. und Adelmann, S.: 1977, Astr. Ap. Suppl., 34, 309.
Wilson, R.E. und Devinney, E.J.: 1971, Ap. J., 166, 605.
Wilson, R.E. und Sofia, S. 1976, Ap. J., 203, 182.
Withbroe, G.L.: 1971, in "The Menzel Symposium", Hrsg. K.B. Gebbie, NBS Spec., Pub. 353 (Washington: Government Printing Office).
Wyse, A.: 1939, Lick Obs. Bull., 19, 17.
Yamasahita, Y., Nariai, K., Norimoto, Y.: 1978, An Atlas of Representativ Stellar Spektra, Univ. of Tokyo Press.

Danksagung

Herrn Prof. Dr. J. Rahe, Erlangen, gilt mein besonderer Dank für die Anregung, die ständige intensive Förderung und seine fortwährend persönliche Betreuung der Arbeit.

Herrn Prof. Dr. T. Herczeg, Oklahoma und Erlangen, danke ich für die vielen wertvollen Diskussionen, erfolgreichen Anregungen und für seine stete Hilfsbereitschaft.

Herrn Priv. Doz. Dr. H. Drechsel, Erlangen, bin ich für die Bereitstellung von UV- und Reticonmessungen und für wertvolle Hinweise dankbar.

Herrn Dr. W. Strupat danke ich für Kontrollmessungen von δ Librae, Dr. H. Böhnhardt für die Bereitstellung von UV-Messungen und Diplom Physiker K.H. Haug für die Reduktion der UV-Messungen aus Vilafranca und viele Diskussionsbeiträge.

Allen Mitgliedern des Astronomischen Instituts danke ich für ihre Hilfsbereitschaft und gute Zusammenarbeit.

Die Berechnungen wurden mit dem Cyber-Computer des Rechenzentrums der Universität Erlangen-Nürnberg durchgeführt.

Lebenslauf

Geburtsdatum:	9. Februar 1955
Geburtsort:	Kemnath
Konfession:	römisch-katholisch
Eltern:	Vater: Josef Schiener, geboren am 18. 10. 1920 Beruf: Rentner Mutter: Erna Schiener, geb. Neumeier, geboren am 24. 8. 1930, Beruf: Kaufmann
Familienstand:	verheiratet seit 29.7.1977 mit Roswitha Lösel-Schiener, geb. Lösel, geboren am 16.5.1956, Beruf: Handelsfachwirt
Kinder:	Christian Schiener, geboren am 22. 4. 1978
Schulbildung:	Volksschule Kemnath von 1961 bis 1966 Clavius-Gymnasium Bamberg von 1966 bis 1975 Abitur 21. Juni 1975 Industrie und Handelskammer für Oberfranken Handelsfachwirt 2. August 1978
Studium:	Universität Erlangen-Nürnberg von 1975 bis 1980 Wissenschaftliche Prüfung für das Lehramt an Gymnasien (Physik/Mathematik) 15. Dezember 1980
Seminaraus-bildung:	Pädagogisches Seminar am Dientzenhofer-Gymnasium Bamberg (Physik/Mathematik) vom 11.2.1981 bis 16.2.1983 Lehramtsassessor: 16. Februar 1983
Einsatzschulen:	Dientzenhofer-Gymnasium Bamberg Studienreferendar vom 11.2.1981 bis 13.8.1981 vom 29.7.1982 bis 16.2.1983 Dominikus-Zimmermann-Gymnasium Landsberg am Lech Studienreferendar vom 14.8.1981 bis 28.7.1982 Herder-Gymnasium Forchheim Lehramtsassessor: 17.2.1983 bis 31.7.1983 Studienrat z.A.: 1.8.1983 bis 28.2.1986 seit 1.März 1986 Studienrat

von Dezember 1980 an arbeitete ich, betreut von Prof. Dr. J. Rahe, an der Dr. Remeis Sternwarte Bamberg dem Astronomischen Institut der Universität Erlangen Nürnberg an meiner Dissertation.

COPY PRINT
Klaus Feller
Marquardsenstr. 21
8520 Erlangen
Tel.: 0 91 31 / 24 220